

# REVISTA ASTRONOMICA

Fundador **CARLOS CARDALDA**

---

ORGANO BIMESTRAL DE LOS  
"AMIGOS DE LA ASTRONOMIA"

BUENOS AIRES

---

## SUMARIO

**El espectroscopio y la astronomía** - Conferencia del doctor Ulises L. Bergara.

**El espectrohelioscopio**, *por J. J. Nissen.*

**Observatorios de aficionados** - El observatorio "Júpiter" del Sr. Carlos L. Segers.

**La determinación de la hora, sin hacer uso de aparatos costosos**, *por Bernhard H. Dawson.*

**La determinación del azimut**, *por Alfredo Völsch.*

**El sistema galáctico**, *por Harlow Shapley, (traducido por Rosse Ramsden.)*

**Meteorología y astronomía**, *por Guillermo Riggi O'Dwyer.*

**Noticiero astronómico** - Notas cometarias - La expansión del universo - Las distancias de los planetas - Necrología - Hora oficial por radio - Observatorio de La Plata - Notas sísmicas.

**Biblioteca** - Publicaciones recibidas.

**Noticias de la Asociación** - Nuevos socios - Cuotas suplementarias - "Atlas celeste del aficionado" - Observaciones astronómicas - Direcciones de la Asociación.

---

SEDE SOCIAL

# COMISION DE LA REVISTA

---

Bernhard H. Dawson, Director;  
Juan J. Nissen; Ulises L. Bergara.

CASA IMPRESORA  
ESTEBAN CENTENARO  
SAN MARTIN 752/60

Bs As.

# EL ESPECTROSCOPIO Y LA ASTRONOMIA

CONFERENCIA DEL DR. ULISES L. BERGARA

---

Una nueva conferencia patrocinada por esta Asociación se realizó el día 13 de septiembre último. Ella tuvo lugar en el salón de actos de la Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales de Buenos Aires, y estuvo a cargo del miembro de nuestra Comisión, doctor Ulises L. Bergara, quien hizo una interesante disertación, ilustrada con proyecciones luminosas, sobre el tema: "El espectroscopio y la Astronomía", la cual fué escuchada con toda atención por el numeroso público que había concurrido a este acto. Previamente el presidente de la Asociación, doctor Bernhard H. Dawson, hizo la presentación del conferenciante en los siguientes términos:

"La ciencia astronómica tiene renombre de ser difícil y complicada y de necesitar mucho estudio de las matemáticas. Efectivamente, algunas de las divisiones de la ciencia astronómica emplean para su desarrollo técnico y profesional raciocinios abstrusos y cálculos enredados, que ahuyentan a la enorme mayoría de las personas; entre ellas muchas que, por otra parte, sienten verdadero interés, y hasta cierta fascinación, por los astros. Quiero decir aquí, y, siendo profesional, puedo dar fe y afirmar, que la complejidad es casi siempre menos grave de lo que suele creerse. Si bien he cursado varias ramas de las matemáticas superiores en mi preparación como profesional, sin embargo en el 99 por ciento de mi trabajo no las uso, sino simplemente la aritmética, la geometría y los conceptos fundamentales de la trigonometría. No se necesitan más que conceptos elementales para lograr la satisfacción de comprender una proporción muy grande de los conocimientos astronómicos.

"En sus estatutos, la Asociación Argentina "Amigos de la Astronomía" enuncia primeramente entre sus fines, el de "propender a la difusión de la ciencia astronómica". Quizás habría sido mejor decir: "contribuir a la difusión de los conocimientos astronómicos", puesto que no es una sociedad profesional. Los pocos profesionales que formamos parte de la Asociación, somos socios

porque, con hacernos profesionales, no hemos dejado de ser amigos de la Astronomía. La Asociación es para aficionados, y para ser socio no se requiere ningún conocimiento especial de esta ciencia. Aprovecho esta oportunidad para dirigirme, en nombre de los "Amigos de la Astronomía", a las personas que nos honran con su presencia y que simpatizan con los fines de la Asociación, invitándolas a prestarnos su ayuda inscribiéndose como socios.

"Para el acto que hoy realizamos, y que representa otro paso hacia el primero de nuestros objetos, hemos recibido el apoyo de la Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales, poniendo a nuestra disposición esta espléndida sala. Permitidme reiterar aquí al señor Decano nuestro sincero agradecimiento por tan valiosa ayuda.

"El doctor Ulises L. Bergara obtuvo el título de Doctor en Química en esta misma Facultad en 1913, y desde entonces se ha dedicado, no sólo a la fase práctica de la química, sino a la enseñanza de la misma y ha realizado investigaciones en dicha ciencia, en el curso de las cuales ha empleado eficientemente espectroscopios y espectrógrafos.

"Por otra parte, ha mostrado gran afición a la ciencia astronómica ingresando a la *Société Astronomique de France* en 1914 y a nuestra Asociación poco después de su fundación en 1929, formando parte actualmente de su C. D. Es, además, miembro de la *Astronomical Society of the Pacific* y de la *Royal Astronomical Society of Canada*. Se ha construido un observatorio particular, y en él ha realizado no solamente sus deseos de contemplar las bellezas de la bóveda celeste, sino también observaciones de valor científico, que han sido motivo de publicaciones en nuestra REVISTA ASTRONÓMICA y en otras revistas más técnicas de la Astronomía.

"Por consiguiente, la palabra del doctor Bergara es autorizada, y me siento complacido en poder brindaros, en nombre de la Asociación, la oportunidad de escuchar lo que nos va a decir sobre el tema: "El espectroscopio y la Astronomía".

A continuación publicamos la conferencia del doctor Bergara, cuya lectura ha de ser de interés, sobre todo para los socios que no han podido concurrir a escucharla.

### EL ESPECTROSCOPIO Y LA ASTRONOMIA

Deseo mostrar en esta disertación algo así como un panorama del estado actual de la ciencia astronómica y de paso hacer resaltar

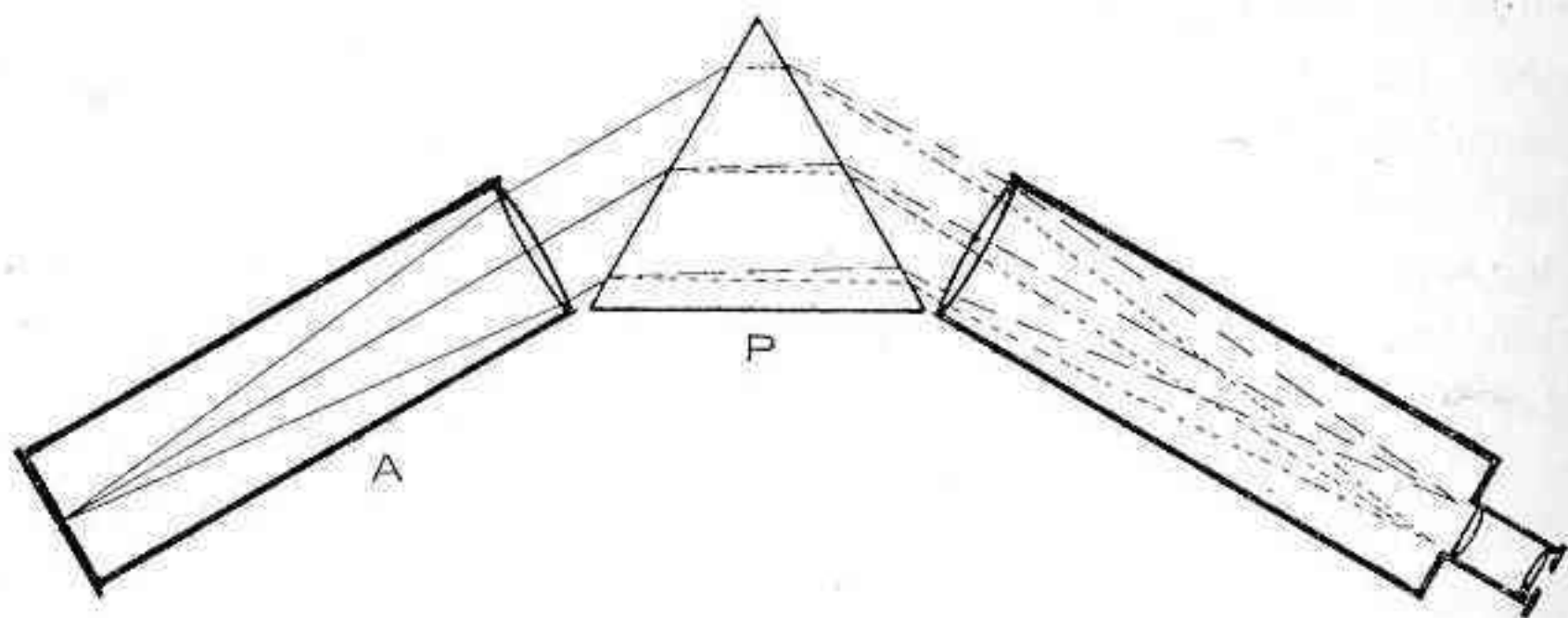
cuanto le debe a la ayuda que generosamente le ha prestado la Física. Veremos que son muchos los problemas resueltos debido a esta fecunda colaboración; problemas que la antigua Astronomía, puramente geométrica, no hubiera podido abordar siquiera. Valga como ejemplo el conocido caso de Augusto Comte, fundador de la filosofía positivista, particularmente preparado en matemáticas, como ex alumno que era de la célebre Escuela Politécnica, el que afirmó que nunca podría la ciencia conocer la velocidad radial de los astros, es decir, su velocidad según el rayo visual del observador, y, sin embargo, no habían transcurrido diez años desde esa afirmación, cuando el espectroscopio medía dicha velocidad con gran precisión. Moraleja: es peligroso ponerle vallas a la ciencia.

La mayor parte de las recientes conquistas de la Astronomía se deben al empleo del espectroscopio, de modo que refrescaremos nuestros conocimientos al respecto, para poder seguir mejor sus múltiples hazañas.

La experiencia fundamental de Newton, de la descomposición de la luz, consiste en poner un prisma de base triangular en el recorrido de un haz de luz blanca, de rayos paralelos. Se observa entonces que dicho haz, luego de pasar a través del prisma, es no sólo desviado por refracción, sino que también es dispersado, es decir, que se obtiene como un abanico de colores, los que recibidos sobre una pantalla, están colocados en el orden siguiente: rojo, anaranjado, amarillo, verde, azul, añil y violeta. Más allá del violeta, en el ultravioleta, también hay otras radiaciones, pero no son visibles para la retina, aunque pueden revelarse por la fotografía, pues tienen una acción química o actínica muy poderosa. Análogamente en el infra-rojo existen radiaciones cuya acción térmica puede revelarse con termómetros sensibles.

Diversas experiencias elementales demuestran que la luz blanca no es sino una mezcla de los diversos colores del espectro y que el prisma no hace más que dispersarlos o separarlos. Esta dispersión es debida a que la luz en realidad es una vibración, como el sonido, y el prisma ha separado los rayos según su período de vibración propia, o lo que es lo mismo, según su longitud de onda. Estas ondas son extremadamente pequeñas, de modo que se usa para medirlas una unidad especial que es el Angström, el que vale un diez millonésimo de milímetro. Medido con esta unidad, el espectro visible tiene su límite en el rojo para  $L = 8000 \text{ \AA}$  y en el violeta para  $L = 4000 \text{ \AA}$ , más o menos, es decir, que la parte visible del espectro ocupa una octava, para emplear el lenguaje de la música. Ahora

bien, el espectro completo tiene ocho octavos en el infra-rojo y otras cinco en el ultravioleta; eso sin el agregado de los rayos X, gamma, cósmicos del lado del ultravioleta y de las ondas de Hertz en el infra-rojo, que también son vibraciones electromagnéticas enteramente análogas a las de la luz.



**Fig. 20 - Diagrama de un espectroscopio.**

Un espectroscopio está constituido esquemáticamente de la siguiente manera: *A* es el colimador, cuya función es de producir un haz de rayos paralelos, para lo cual tiene una ranura rectilínea, que está en el foco de un objetivo, de modo que la luz que llega de la fuente luminosa a la ranura saldrá del objetivo en un haz paralelo. Luego cae sobre un prisma *P* donde es desviado y dispersado para ser recibido sobre el objetivo de un anteojo de observación, o bien sobre una cámara fotográfica, obteniéndose así un espectroscopio o un espectrógrafo, según el caso.

Se produce de este modo un espectro, pero debemos recordar que cada parte del espectro tiene una longitud de onda diferente de sus vecinas y característica de dicha parte. Podríamos substituir a la noción de longitud de onda la de frecuencia, o número de vibraciones por segundo; en efecto, ya que todos los colores, todas las ondas tienen exactamente la misma velocidad, resulta que todas recorrerán el mismo espacio en igual tiempo; por ende habrá un número distinto de ondas en la unidad de longitud para los distintos colores, puesto que cada onda tiene una longitud diferente. La frecuencia (por segundo) está dada por la fórmula siguiente:

$$N = \frac{3 \cdot 10^{18}}{L}, \text{ siendo la } L \text{ la longitud de onda en Angströms.}$$

Ahora, si con nuestro espectroscopio estudiamos luces de diferente origen, veremos que obtenemos espectros distintos que pueden clasificarse así:

1) *Espectros continuos*. — Constituidos por una banda luminosa continua, estos espectros son dados por los cuerpos sólidos y líquidos incandescentes. También los gases si están sometidos a una fuerte presión pueden producirlos.

2) *Espectros de emisión*. — Estos se obtienen con gases incandescentes de distintos cuerpos, ya sea en la llama del pico de gas o con la chispa eléctrica o con el arco voltaico; también los gases enrarecidos e iluminados por el paso de una corriente de alta tensión los producen. Están constituidos por líneas luminosas sobre fondo obscuro.

3) *Espectros de absorción*. — Estos se obtienen cuando se interpone un gas incandescente o un cuerpo líquido entre el espectroscopio y una fuente poderosa de luz que daría un espectro continuo. Están formados por una banda luminosa en la cual se ven líneas o bandas oscuras.

Los espectros de emisión y los de absorción sirven en los laboratorios para descubrir la presencia de tal o cual cuerpo en una substancia analizada. Así, por ejemplo, el sodio y todos sus compuestos volatilizables en la llama, dan la línea conocida por *D* y de color amarillo ( $\lambda = 5893 \text{ \AA}$ ). Los demás elementos dan también espectros característicos que permiten descubrirlos en un cuerpo cualquiera. La sensibilidad del método espectroscópico es tal, que permite demostrar la presencia de 1/10.000.000 de miligramo de sodio, por ejemplo.

Los espectros de absorción obedecen a una ley enunciada por Kirchhoff y que puede simplificarse así: Un gas incandescente absorbe precisamente las radiaciones que podría emitir. Es decir, que el vapor de sodio, por ejemplo, absorbe la luz de igual longitud de onda que la que él mismo emite. Esto se demuestra con un espectroscopio en cuya ranura se proyectan, superpuestas, la luz del vapor de sodio incandescente y la que proviene de un sólido después de haber atravesado el vapor de sodio. Se observan entonces superpuestas la raya luminosa *D* de color amarillo y un espectro continuo con una línea negra de absorción que está exactamente en coincidencia con la anterior; luego las dos tienen la misma longitud de onda.

Si aplicamos el espectroscopio al estudio de los astros, con objeto de conocer su composición química, obtenemos los siguientes resultados:

El Sol nos muestra un espectro luminoso con una gran cantidad (más de 20.000) líneas oscuras de absorción. Esto nos indica, pues, que vamos a encontrar los espectros de muchos elementos en el Sol; en efecto, se ha podido así demostrar la presencia de la mayoría de los elementos conocidos en la Tierra. Además el hecho de que se trate de un espectro de absorción es prueba de que existe un núcleo luminoso, constituido por gases a una presión muy grande, al que se llama fotosfera y una especie de atmósfera llamada la cromosfera, que contiene los gases que producen las líneas de absorción. Las líneas oscuras del Sol se llaman las líneas de Fraunhofer, por ser él quien las descubrió.

Si observamos el Sol con un anteojo, vemos un disco luminoso sobre el cual se distinguen a menudo manchas oscuras, formadas por una parte más negra llamada la sombra, y otra menos oscura que se llama la penumbra; además se distinguen las fáculas, especie de nubes brillantes, así como otras más pequeñas, que por su aspecto han sido comparadas a granos de arroz. Las dimensiones de las manchas suelen ser enormes, pues se han medido algunas cuyo diámetro pasaba de 180.000 km.; ofrecen un medio cómodo de medir la rotación del globo solar, que es de unos 25 días. El espectroscopio ha demostrado que las manchas no son sino enormes torbellinos, ciclones en realidad; es en el movimiento de la mancha donde se ha comprobado la existencia de un campo magnético que produce el desdoblamiento de las líneas espectrales.

Por encima de la fotosfera existe una capa de poco espesor, llamada la capa inversora, que tiene unos 1000 km. de altura y es la que produce las líneas negras de absorción. Cuando se produce un eclipse esta capa puede invertir el aspecto del espectro. En efecto, en los bordes del Sol eclipsado esta capa de vapores no tiene debajo de ella la fotosfera productora del espectro continuo; de modo que se ve bruscamente que el espectro de absorción, es decir, con rayas negras, se transforma en espectro de emisión, con rayas brillantes. Como el fenómeno dura muy poco se le ha llamado espectro relámpago.

Por encima de la fotosfera y de la capa inversora se ve fácilmente durante los eclipses una delgada capa rosada que es la cromosfera. Está compuesta principalmente de helio, calcio e hidrógeno. El brillo del Sol impide distinguirla en tiempo ordinario, pero con el espectroscopio se la puede estudiar ahora en todo tiempo. Para ello se hace uso del espectroheliógrafo, que es un espectroscopio que nos permite estudiar el Sol con la luz de una sola línea,



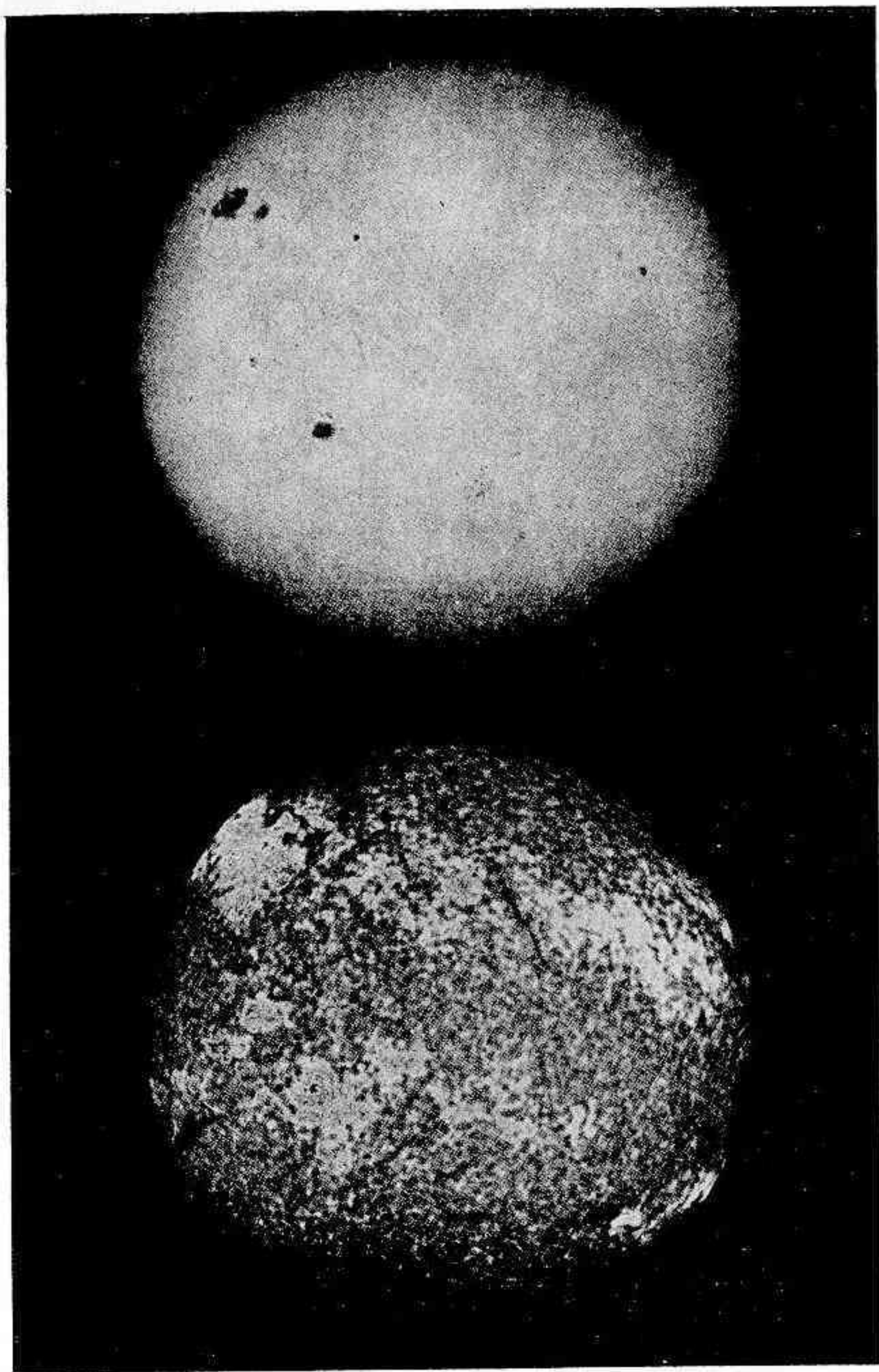


Fig. 21 - Aspectos simultáneos del Sol; una fotografía directa (arriba), y un espectroheliograma en luz del calcio (abajo).

es decir, con luz monocromática (\*). Si aislamos así la línea que más nos convenga, del hidrógeno o del calcio, contenidos como ya sabemos en la cromosfera, obtendremos una imagen de la distribución de dicho cuerpo en todo el Sol. Se ven así las protuberancias que antes sólo podían verse durante los pocos segundos que duraba la totalidad de un eclipse. Se han medido protuberancias que tenían hasta 600.000 km. Es curioso comparar una fotografía directa con un espectroheliograma (Ver fig. 21).

Más allá de la cromosfera existe la corona que también se ve durante los eclipses. La corona está constituida por partículas muy tenues y por un gas que se había denominado hasta hace poco el coronio, por creer que se trataba de un cuerpo desconocido; parece ahora que en realidad se trata de oxígeno. La altura a que alcanza la corona es muy grande, pudiendo pasar del diámetro del Sol.

Si estudiamos las estrellas notamos que la mayoría tienen espectros de absorción análogos al del Sol y también contienen elementos conocidos. Más adelante nos ocuparemos de los espectros estelares con mayor detalle.

Las nebulosas pueden dividirse en dos grupos, uno de los cuales está constituido por aglomeraciones de estrellas que nuestros telescopios no alcanzan a separar y tienen, por consiguiente, un espectro parecido al de las estrellas; el otro muestra el espectro característico de los gases luminosos, es decir, espectros de emisión. También en este caso los espectros corresponden a cuerpos conocidos. Ahora bien, veremos al estudiar las distancias de los astros que las nebulosas suelen estar a distancias inconcebiblemente grandes. Esto nos demuestra, pues, que la materia de que está compuesto el universo es prácticamente la misma en todas partes.

Aplicado el espectroscopio al estudio de los planetas se obtienen resultados que pueden resumirse así:

En el caso de la Luna, la luz que percibimos no es sino luz solar reflejada, absolutamente idéntica a la del Sol, lo que demuestra que la Luna no tiene atmósfera de ninguna clase, cosa por otra parte demostrada por la observación telescópica.

En el caso de Marte se ha comprobado que la atmósfera del planeta contiene vapor de agua. Veremos más adelante la importancia de tal comprobación.

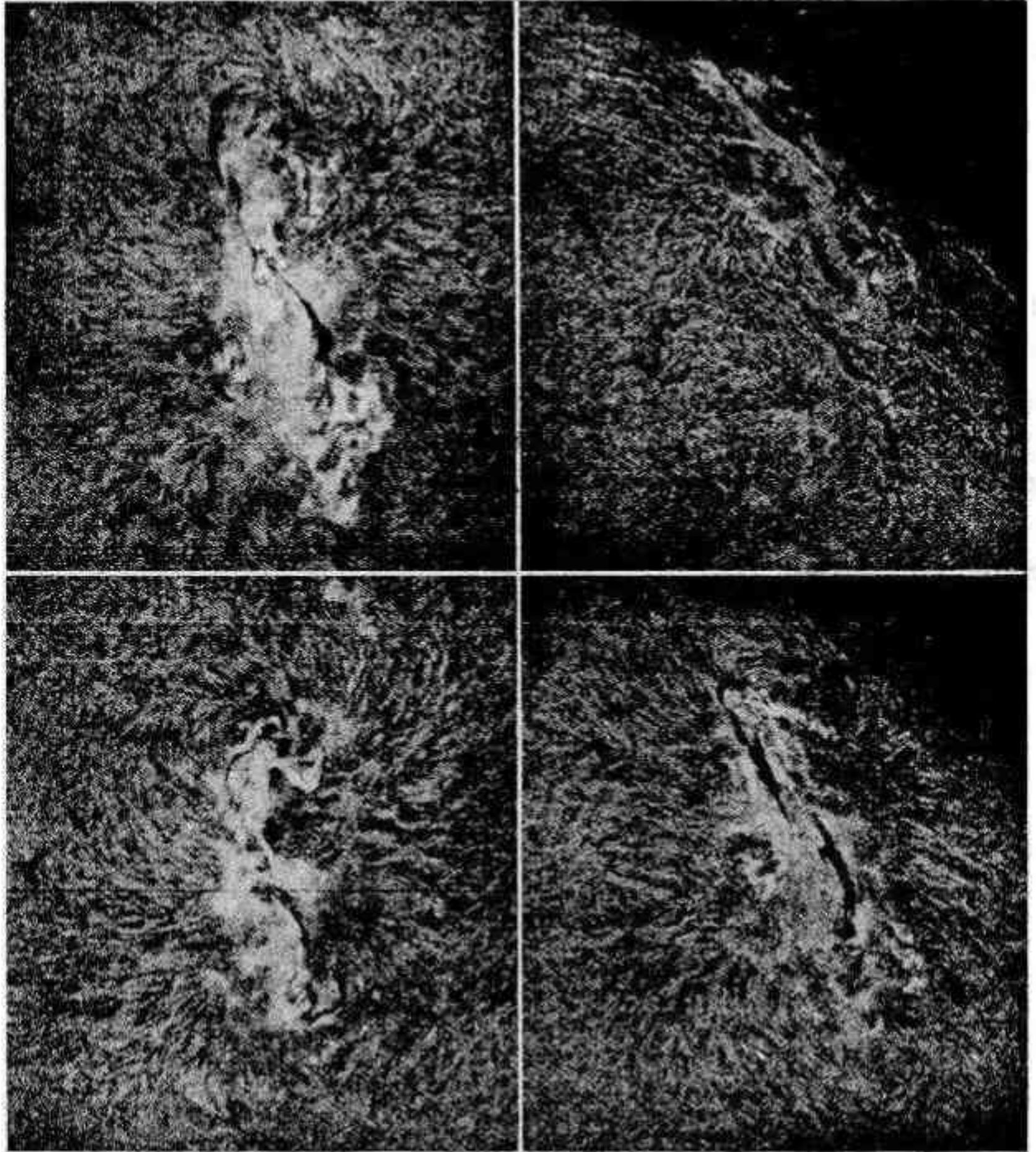
Júpiter y Saturno tienen espectros muy semejantes; en ellos

---

(\*) En este mismo número se publica un artículo sobre dicho instrumento y su derivado, el espectrohelioscopio (N. de la R.).

existen bandas de absorción que indican la presencia de vapores, cosa verificada por el estudio telescópico. En cambio el anillo de Saturno no presenta espectro de absorción, confirmando así su estructura sólida.

Urano y Neptuno tienen también un espectro de absorción aunque diferente del de Júpiter y Saturno.



**Fig. 22 - Torbellinos al rededor de una mancha solar (espectroheliograma en luz de hidrógeno).**

Los cometas presentan un espectro en el que se distingue la presencia de hidrocarburos gaseosos y de partículas sólidas extraordinariamente finas, lo cual comprueba la teoría que atribuye a la presión de la luz solar la formación de la cola de dichos astros.

Como conclusión de este estudio de la composición de los astros diremos que, en general, la materia de que está compuesto el universo es, pues, la misma en todas partes.

Para comprender ahora las demás enseñanzas que puede aportarnos el espectroscopio será necesario ver cuáles son las causas que pueden modificar el aspecto o la posición de las líneas espectrales.

En primer lugar tenemos el llamado efecto Doppler-Fizeau, producido por el movimiento de la fuente luminosa.

Cuando tenemos una fuente luminosa inmóvil respecto del espectroscopio, sabemos que en la unidad de tiempo, un segundo, entran en el aparato todas las ondas que hubieran recorrido 300.000 kilómetros, velocidad de la luz; pero si la fuente luminosa se acerca al instrumento con una velocidad cualquiera, es evidente que van a entrar más ondas por segundo; la frecuencia, o sea el número de vibraciones por segundo, será mayor, y, por consiguiente, el espectro o cada una de sus líneas se verá desplazado hacia el violeta. En cambio, se producirá el fenómeno contrario si la fuente se aleja. Tenemos, pues, un procedimiento que nos permite medir la velocidad con la cual un cuerpo luminoso se acerca o se aleja de la Tierra. Si aplicamos esto a las estrellas, sabremos cuál es la velocidad radial, es decir, según la visual; como por otra parte podemos sin dificultad y por métodos geométricos determinar su velocidad perpendicularmente al rayo visual, podremos, componiendo ambas velocidades por la regla del paralelogramo, saber la dirección y el valor absolutos del movimiento de una estrella en el espacio.

Pero esto no es todo; si examinamos el espectro de un cuerpo que gira, como el Sol, un planeta y algunas estrellas, tenemos un borde del cuerpo que se aleja y el otro que se acerca; por consiguiente, las líneas espectrales se hallarán desplazadas hacia ambos lados, es decir, que aparecerán como ensanchadas, lo que nos permitirá calcular la velocidad de rotación. Se han hallado así cifras concordantes en los casos en que se podía verificar el método de otra manera, lo cual permite asegurar su exactitud. Ha podido medirse la velocidad de rotación de Venus, que no podía determinarse visualmente. En el caso de ciertas estrellas se ha podido demostrar que eran dobles aun cuando el telescopio más poderoso no podía separar las componentes, pues mostraban un espectro que se desdoblaba periódicamente, con líneas que se corrían a la derecha y luego a la izquierda, mostrando el movimiento de rotación de una estrella alrededor de la otra. Análogamente se ha medido la rotación de algunas nebulosas.

La presión influye sobre las líneas espectrales produciendo el llamado "efecto Humphreys-Mohler", que consiste en un desplazamiento, generalmente hacia el rojo, de las líneas, pero contrariamente al anterior, este efecto no influye igualmente sobre todas las líneas, lo que permite distinguirlo. Por este medio se ha obtenido la presión que reina en la fotosfera y que es de unas seis atmósferas, y la de algunas estrellas.

La existencia de un campo magnético se demuestra por el "efecto Zeeman", que consiste en que cada una de las líneas se desdobra en otras dos, a ambos lados de la primitiva, y además estas dos líneas se encuentran polarizadas en sentidos opuestos. Se ha demostrado así (Hale) que en las manchas solares existe un fuerte campo magnético. Análogamente la existencia de un campo eléctrico produce el "efecto Stark", perceptible sobre todo en *H* y *He* en  $\gamma$  Pegasi y en el Sol.

La existencia de un campo gravitatorio produce el llamado "efecto Einstein", que consiste en un ligero corrimiento de las líneas hacia el rojo. Se cree haberlo comprobado en el Sol y en el caso del satélite de *Sirio*.

*La temperatura de los astros.* — Todos hemos observado que al calentar un metal gradualmente, éste empieza por ponerse rojizo, para luego, a medida que la temperatura aumenta, ir poniéndose cada vez más blanco y luminoso. Si observamos la luz producida con el espectroscopio, veremos que la parte más luminosa del espectro va corriéndose hacia el violeta al aumentar la temperatura. De medidas exactas hechas en el laboratorio dedujo Wien la ley que rige este corrimiento y que puede expresarse con la siguiente fórmula:  $T = \frac{2930}{L}$ , en que *T* es la temperatura absoluta y *L* la longitud de onda, medida en micrones, en que la radiación es máxima. Aplicado este método al Sol se obtiene una temperatura de unos 6000 grados centígrados. Existe otro procedimiento que se basa en la ley de Stephan, expresada con la fórmula  $E = S.T^4$ , en la que *E* representa la energía total en el espectro, *T* la temperatura absoluta y *S* es una constante; el resultado que se obtiene con este procedimiento es casi idéntico al anterior.

Las medidas de energía en el caso de los espectros se hacen por medio de un aparato llamado bolómetro, que no es sino un alambre de platino cuya resistencia varía al cambiar de temperatura. También se usa mucho actualmente el par termoeléctrico, que

es tan sensible que percibe el calor irradiado por una vela ordinaria a 150 km. Con él se ha medido recientemente la temperatura de la Luna cuando está iluminada por el Sol, obteniéndose 100 grados centígrados en este caso y  $-170$  grados durante la noche lunar. También se ha podido comprobar que la temperatura en una mancha solar es la mitad de la de la superficie, es decir, unos  $3000^{\circ}$  C. Se ha probado, además, que la temperatura en la superficie de Marte es, durante el verano, de unos  $18^{\circ}$  C., es decir, muy superior a lo que se creía anteriormente; la de Júpiter ha resultado de  $-150^{\circ}$  C. y las de Saturno y Urano de  $-150^{\circ}$  a  $-170^{\circ}$  C.

En el caso de las estrellas, el examen de su espectro nos permitirá conocer su temperatura; en efecto, las líneas de un elemento dado no aparecen todas a la misma temperatura, a medida que ésta aumenta aparecen líneas que no se veían a temperaturas inferiores. Lockyer, con ensayos de laboratorio, ha podido fijar la temperatura de aparición de numerosas líneas. Aplicando sus resultados a los espectros estelares, halló temperaturas completamente de acuerdo con las que se obtienen de la consideración de la ley de Wien, de modo que los dos métodos enteramente independientes dan los mismos resultados, lo que permite afirmar su exactitud.

*Evolución de las estrellas.* — De lo dicho anteriormente se deduce que las estrellas no están todas a la misma temperatura, pero ¿cómo varía ésta? Naturalmente, no es posible asistir a la evolución de una estrella, pues es tan grande el espacio de tiempo necesario, que la duración misma de la especie humana no sería suficiente. Sin embargo, del mismo modo que el estudio atento del estado de cada uno de los árboles de un bosque, nos permitiría deducir las diferentes etapas del crecimiento de uno de ellos, podemos tener una idea de la evolución de las estrellas, estudiando el estado actual de cada una de ellas.

Actualmente se clasifican las estrellas por sus espectros de acuerdo al sistema de miss Cannon, de modo que no hablaré de los sistemas anteriormente empleados, que sólo tienen un interés histórico.

Se dividen las estrellas en seis clases principales, designadas con las letras siguientes: B, A, F, G, K, M, yendo de las más azules a las más rojas. Cada clase a su vez se divide en diez subclases, designadas con un número de orden.

Clase B. — Son estrellas que contienen helio y cuya temperatura se calcula en unos  $20.000^{\circ}$  C. Ejemplo: *Algol*.

Clase A. — Esta clase muy numerosa (22 %) está formada por las estrellas blancas que contienen hidrógeno y calcio. Ejemplo: *Sirio*. Temperatura, 10.000° C.

Clase F. — El espectro del hidrógeno disminuye mientras el del calcio aumenta y el hierro, estroncio y titanio también. Temperatura, 6500° C. Ejemplo: *Procyon*.

Clase G. — Estrellas amarillas en que domina el espectro del calcio. Temperatura, 6000° C. Ejemplo: El Sol.

Clase K. — Estrellas de color amarillo oscuro en que predominan los metales. Son numerosas (26 %). Temperatura, 4000° C. Ejemplos: *Arcturus*, *Aldebaran*.

Clase M. — Estrellas rojizas. Aparecen bandas de absorción, lo que demuestra la presencia de combinaciones. Temperatura, 3300° C. Ejemplos: *Betelgeuze*, *Antares*.

Las temperaturas han sido calculadas con la ley de Wien, es decir, determinando el punto del espectro en que la energía tiene un máximo.

Cuanto más se estudian los espectros, mejor se percibe la gradación de los distintos tipos; de modo que parecía natural que el orden mismo en que se presentan fuera el de la evolución estelar. En efecto, las estrellas más jóvenes serían las más calientes, ya que no pueden sino ir enfriándose con el tiempo. Sin embargo, Lockyer propuso hacia 1890 una teoría revolucionaria. Esta se basaba en un trabajo del americano Homer Lane, quien demostró que en la condensación de una masa gaseosa que pierde calor por irradiación, la temperatura empieza por aumentar. Esta paradoja de Lane se explica porque el gas se calienta más por la contracción de lo que se enfría por irradiación; claro que después de llegar a un máximo, la temperatura vuelve a descender definitivamente.

El orden evolutivo actualmente aceptado es el de Russell y es un perfeccionamiento del de Lockyer; consiste, en líneas generales, en admitir que una estrella dada pasa dos veces por la serie entera de los espectros: primero es una estrella gigante de máximo volumen y densidad mínima con un espectro de clase M y luego se va calentando y pasando por las clases espectrales K, G, F, A y B, para empezar luego a enfriarse y volver a pasar en sentido inverso por dichas clases hasta ser una estrella enana de clase M y de densidad máxima y volumen mínimo. Esta teoría se ha visto comprobada por el hecho de que estrellas de igual clase tienen en realidad densidades muy diferentes. Así, por ejemplo, la compañera de *Sirio* es una estrella enana que tiene la casi increíble densidad de

12000, es decir, que un litro del material de que está compuesta pesa 12 toneladas. Semejante densidad sólo ha podido aceptarse admitiendo que los átomos de que está compuesta han perdido los electrones exteriores y están constituídos casi exclusivamente por sus núcleos centrales.

*Distancias de las estrellas.*— Para poder hallar la distancia de las estrellas, se recurrió al principio al método directo que consiste en resolver un triángulo cuya base está dada por el diámetro de la órbita de la Tierra. Este procedimiento, que no es sino el que se aplica para medir una distancia algo grande en la Tierra, ha permitido hallar la distancia de unas 2000 estrellas, pero se comprende que sólo es aplicable cuando el astro no está muy alejado. Se ha comprobado en esa forma que la estrella más cercana, alfa del Centauro, se encuentra a una distancia de 4 años de luz, es decir, que la luz necesita 4 años para llegar a la Tierra, a razón de 300.000 km. por segundo. Un año luz vale 9,5 billones de km.

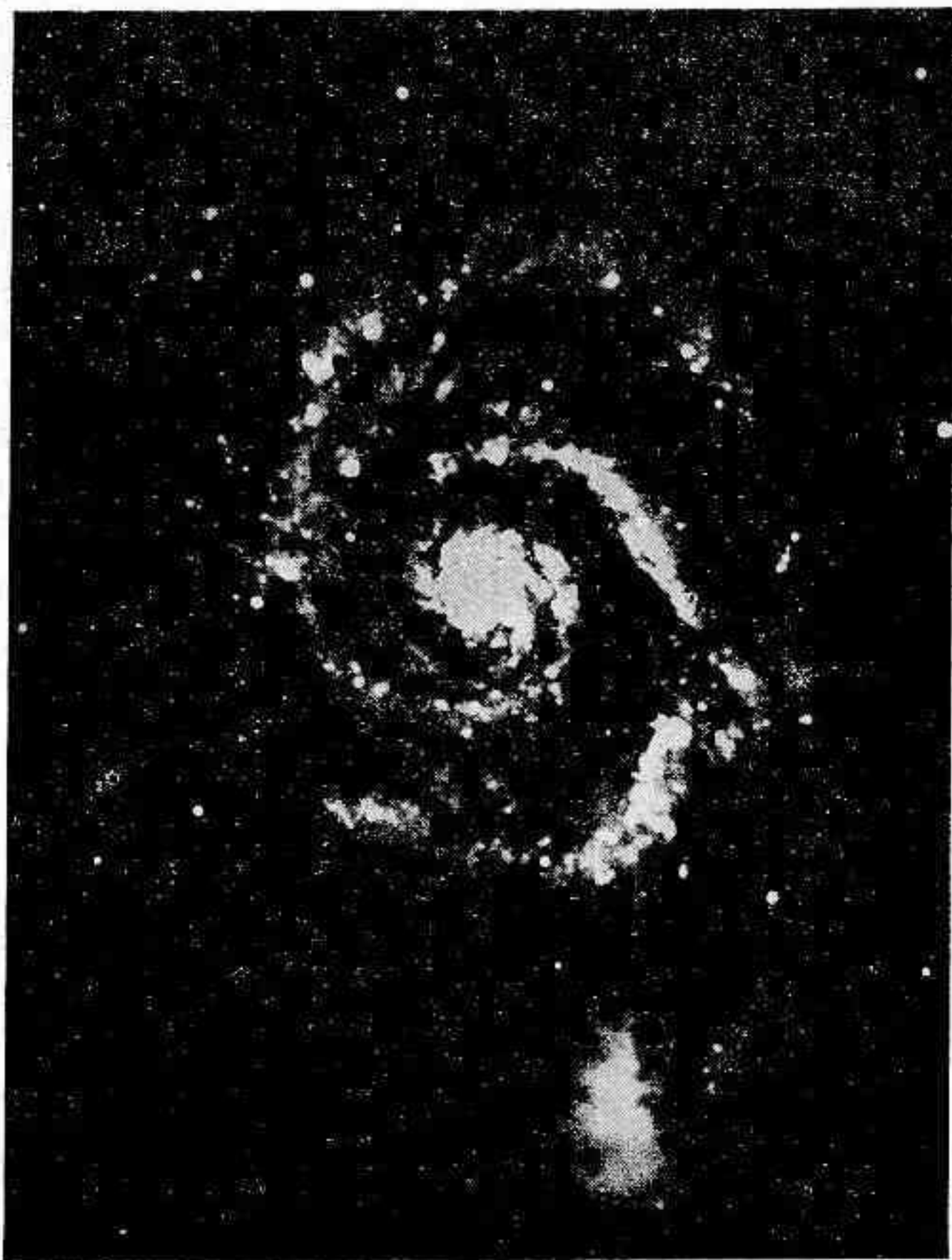
Hacía falta, pues, otro método para resolver este problema; el espectroscopio, una vez más, iba a acudir en auxilio del astrónomo y he aquí cómo: Si recordamos lo dicho anteriormente acerca del espectro, veremos que éste nos da una idea de la temperatura exterior de una estrella; por consiguiente, podremos saber la cantidad de luz que irradia la superficie, o sea su brillo intrínseco. Por otra parte, la intensidad disminuye en razón inversa del cuadrado de la distancia de la fuente al observador; puede, pues, establecerse una relación entre el brillo o magnitud aparente, la distancia y el brillo o magnitud real. Esta última se define diciendo que es la magnitud que tendría la estrella si estuviera a la distancia unidad que es de 32,6 años luz y corresponde a paralaje de  $0'',1$ . El espectro nos da, pues, la magnitud real de una estrella. En la práctica se obtiene este resultado por la comparación de la intensidad relativa de ciertas líneas del espectro.

Este método completamente independiente de la distancia del astro ha sido verificado por comparación con el anterior, obteniéndose resultados casi idénticos. Actualmente hay varios millares de distancias obtenidas en esa forma. Tiene además la ventaja que permite hallar la distancia de las nebulosas, cosa que no podía dar el método directo.

Si se aplican estos nuevos procedimientos al estudio del universo, se llega a la conclusión de que nuestro Sol, astro ya en deca-



dencia, forma parte de una nebulosa que vemos por la noche cruzar el cielo todo y que se designa con el nombre de Vía láctea o Galaxia, compuesta de unos 30.000 millones de estrellas, cuya forma es la de una lente que en su parte más ancha mide unos 300.000 años de luz y en la más pequeña tiene alrededor de 20.000 años de luz.



**Fig. 23 - La nebulosa espiral M. 51.**

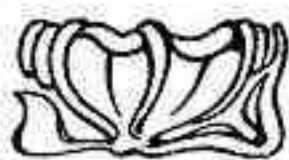
Fuera de esta nebulosa existen otras de dimensiones comparables y a distancias verdaderamente fabulosas, pues la de la nebulosa de Andrómeda — posiblemente la más cercana — es de un millón de años de luz.

El hombre ha dejado rastros de su existencia durante un período de unos 500.000 años. La vida en la Tierra tiene una existencia que puede calcularse en un mínimo de 100.000.000 de años y, sin embargo, el leve rayo de luz que con una velocidad tan enorme nos

viene de esa nebulosa, salió mucho antes que apareciera la primera célula en nuestro planeta.

En resumen, el universo está constituido por nebulosas o cúmulos de nebulosas, cuya masa es de unos 2 a 3500 millones la del Sol, alejadas unas de otras alrededor de 1.800.000 años de luz, siendo la más lejana que nuestro telescopio más poderoso puede mostrarnos, una nebulosa que está a 250 millones de años de luz. Algunas de estas nebulosas contienen nubes oscuras constituídas por calcio en su mayor parte. El método empleado para medir estas distancias, no es el espectroscópico, sino uno que se deriva de una relación hallada por miss Leavitt entre el período de ciertas estrellas variables denominadas Cefeidas y su brillo absoluto. También en los espacios que median entre las nebulosas existen nubes de materia oscura, cuya composición química es generalmente de calcio, aunque también pueden contener otros componentes que no se conocen por ahora.

Señoras y señores: a medida que el hombre aumenta sus conocimientos, percibe con mayor claridad su propia insignificancia. En nuestra madre intelectual, la luminosa, la inteligente Grecia, se persiguió a un filósofo por haber tenido la osadía de afirmar que el Sol era mayor que el Peloponeso. El universo de nuestros antepasados parece hoy demasiado estrecho; si examinamos los conceptos que al respecto eran corrientes hace unos ochenta años tan sólo, qué pobres nos parecen las ideas, qué pequeño el mundo, por comparación con lo que hoy nos parece natural; sin embargo, el espíritu humano ha seguido lentamente un camino ascendente, que rompiendo con Copérnico la estrecha prisión de las esferas de cristal de los antiguos, dilató el universo hasta el conocimiento del sistema solar primero, hasta la distancia de las estrellas más cercanas luego, para medir la Vía láctea y por fin conocer esas otras nebulosas.



# EL ESPECTROHELIOSCOPIO

(Para la "REVISTA ASTRONOMICA")

---

*Historia y bibliografía.* El Dr. George Ellery Hale (\*), organizador y primer director de los grandes observatorios de Yerkes y Mount Wilson en los Estados Unidos de Norte América, se retiró a la vida privada en 1923; libre de las preocupaciones inherentes a la dirección de un gran instituto científico, pudo dedicar su tiempo a la creación de un nuevo instrumento para la investigación solar, el *espectrohelioscopio*, tratando de hacer de él un aparato tan sencillo que pudiera estar al alcance, no sólo de cualquier observatorio, sino aún de muchos aficionados. El objeto de estas líneas es describir brevemente el "*modelo barato*" de espectrohelioscopio; su precio es de unos 5.000 pesos argentinos y puede ser adquirido en la casa Howell and Sherburne, 88 N. Delacy Ave., Pasadena (California, Estados Unidos).

La "idea" del espectrohelioscopio, o mejor dicho, el deseo de construir un aparato que trabaje como el espectrohelioscopio de Hale, es bastante antigua (Janssen, 1869). Pero los espectrohelioscopios que se tentaron construir resultaron ineficientes. Tan sólo Hale, después de pacientes ensayos, logró crear un aparato que realmente es capaz de aplicación práctica.

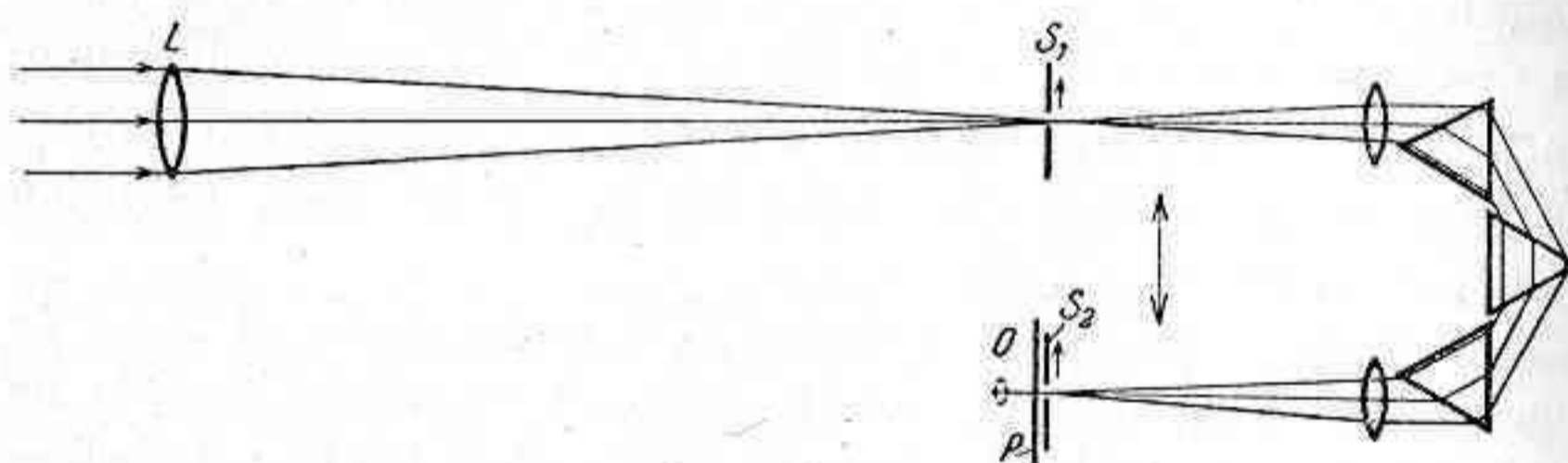
Hale ha descripto su instrumento en una serie de memorias tituladas "The spectrohelioscope and its work" (Mount Wilson Contributions N° 388, 393, 425, 434; publicadas también en el "*Astrophysical Journal*"). El Dr. W. Gotrian ha escrito un excelente artículo sobre el espectrohelioscopio en la revista "*Die Naturwissenschaften*". El aficionado podrá leer con gran provecho diversos artículos aparecidos en la revista "*Scientific American*", así como el capítulo correspondiente del libro "Amateur Telescope Making".

Estas líneas deben considerarse como una mera adaptación del artículo citado del Dr. Gotrian, pues hemos seguido su modo de exposición y traducido casi textualmente algunas de sus partes.

---

(\*) Sobre la vida y trabajos de Hale puede consultarse un artículo de H. F. NEWALL en "*Nature*" N° 3322.

*El espectroheliógrafo.* Como es sabido, el espectro solar nos ofrece un gran número de rayas oscuras (\*) sobre un fondo luminoso continuo. Este hecho, descubierto por Fraunhofer en 1814, fué interpretado en sus líneas generales por Kirchhoff hacia 1860. La física moderna explica el origen de cada una de las rayas de Fraunhofer, determinando no sólo la naturaleza química de la substancia que la produce, sino dando también indicaciones sobre la temperatura, presión, grado de ionización, etc. de dicha substancia. Si deseamos estudiar la distribución de un cierto elemento — por ejemplo, el calcio — en la superficie solar, es necesario analizar una clase especial de luz que el vapor de calcio emite o absorbe según las circunstancias; tal sería la luz cuya longitud de onda es 3933 Å, correspondiente a una raya muy conspicua del espectro solar, la raya K. Se comprende pues la enorme importancia que para la investigación solar tiene la fotografía en “luz monocromática”. El



**Fig. 24 - Esquema del espectroheliógrafo.**

espectroheliógrafo, construído casi simultáneamente por Hale y por Deslandres hacia 1890, nos permite obtener tales fotografías. Es conveniente recordar aquí el principio del espectroheliógrafo, antes de tratar el del espectrohelioscopio.

Nos referimos al esquema de la fig. 24. En él L representa el objetivo de un telescopio común montado paralácticamente, o bien el objetivo de un telescopio fijo horizontal o vertical; en este último caso es necesario anteponer un celóstato que dirija sobre L la luz solar. La lente L forma en su plano focal una imagen real del sol, cuyo diámetro es aproximadamente la centésima parte de la distancia focal de la lente (la gran torre solar de Mount Wilson, de 50 m. de altura, da una imagen de unos 43 cm. de diámetro). En el plano focal se sitúa la primera ranura S<sub>1</sub> del espectroheliógrafo, que deja pasar sólo la luz correspondiente a una delgada faja de la

(\*) Los mapas modernos del espectro solar registran más de 10.000 de esas rayas. “Oscura” no quiere decir necesariamente “negra”: basta que la luz sea menos intensa que en la región adyacente del espectro para que por contraste aparezca una raya oscura.

imagen solar. Esa luz pasa luego por un dispositivo que la divide espectralmente — en el caso del esquema, tres prismas de cantos paralelos a la ranura, con dos lentes auxiliares — de modo que en  $S_2$  la faja se habrá ensanchado en proporción al poder dispersivo de los prismas, ofreciendo en un borde luz roja y el otro borde luz violeta, con toda una gama de colores intermedia. En  $S_2$  se coloca la segunda ranura del espectroheliógrafo, paralela a la primera, y se la ajusta de modo que deje pasar la luz de longitud de onda deseada. Si inmediatamente detrás de  $S_2$  colocamos una placa fotográfica  $P$ , el resultado será una imagen fotográfica de la estrecha faja solar que deja pasar la ranura  $S_1$ , pero imagen producida tan sólo por los rayos de aquella región del espectro que deja pasar la ranura  $S_2$ ; en otras palabras, tendremos una delgada faja o tajada del sol fotografiada en luz monocromática. Para obtener la imagen solar completa debemos efectuar varias fotografías, colocando una tajada al lado de la otra y cuidando de operar siempre con la misma longitud de onda. Esta delicada operación se puede realizar de dos maneras. El primer método consiste en mantener fijas la imagen solar y la placa fotográfica y desplazar lentamente el total del aparato espectroscópico, manteniendo sus distintas partes — ranuras, lentes auxiliares, prismas — en igual posición relativa. El segundo método consiste en mantener fijo el aparato espectroscópico, haciendo correr la imagen solar frente a la ranura  $S_1$  y la placa fotográfica frente a la ranura  $S_2$ . La realización mecánica de estas operaciones ofrecía numerosas dificultades, que han ido siendo vencidas poco a poco; actualmente los espectroheliógrafos de los grandes observatorios solares son una maravilla de precisión y eficiencia. Sin embargo, como para tomar un espectroheliograma son necesarios por lo menos cinco minutos, es frecuente que las variaciones de la transparencia atmosférica durante ese lapso motiven un aspecto “zebrado”.

*La idea del espectrohelioscopio.* Podemos pues obtener fotografías solares en luz monocromática; el espectrohelioscopio tiene por objeto permitir la *visión directa* en luz monocromática.

En principio, un espectrohelioscopio se podría realizar de la siguiente manera. Supongamos en el esquema de la fig. 24 retirada la placa  $P$  y en cambio colocado un ocular  $O$  enfocado sobre la ranura  $S_2$ . Vemos así, en luz monocromática, la tajada solar cuya luz permite pasar la ranura  $S_1$ . Si hacemos oscilar muy rápidamente todo el aparato espectroscópico (primer método para obtener es-

pectroheliogramas) manteniendo fijo el ocular, la conocida propiedad de nuestro ojo de retener por un cierto tiempo las impresiones visuales nos permitirá ver una *imagen integral* de la región solar frente a la cual oscila la ranura  $S_1$ .

Sin embargo, hacer oscilar rápidamente *todo* un pesado aparato espectroscópico sería, si no imposible, por lo menos extraordinariamente difícil e incómodo. Pero ello no es necesario, según observa Hale, cuando se trata de observar *pequeñas* regiones del disco solar, por ejemplo, la zona de un grupo de manchas. En efecto, supongamos que, manteniendo inmóvil la imagen solar, se desplace un poco la ranura  $S_1$  en la dirección de la pequeña flecha. Si los prismas y la ranura  $S_2$  se mantienen fijos, por el ocular  $O$  se verá la nueva tajada en *luz de onda algo diferente*; para observarla en la *misma* luz en que se observó la tajada anterior, será menester correr la ranura  $S_2$  en el sentido de la pequeña flecha colocada en su proximidad. Ahora bien, es posible mediante una construcción adecuada del aparato espectroscópico lograr que el desplazamiento necesario de  $S_2$  sea igual al de  $S_1$ ; de modo que en tal caso se consigue una perfecta sincronización de los movimientos necesarios de ambas ranuras montándolas en un marco común móvil. Hacer oscilar ese marco es cosa fácil, pues se trata de una pieza liviana. Pero, como dijimos, el procedimiento es aplicable sólo para *pequeñas* regiones, pues cuando se apartan mucho las ranuras del eje óptico del instrumento la visión se hace defectuosa. Para pasar de una región a otra basta correr la imagen solar frente a  $S_1$ , lo que se consigue moviendo el telescopio o el celóstato, según el caso.

*El "modelo barato" de Hale.* Hale ha construido diversos modelos de espectrohelioscopios, algunos de ellos complicados y costosos; pero ha puesto el mayor empeño en crear un "modelo barato" tan sencillo como posible, que permite sin embargo una participación eficaz en la investigación solar: vamos a describirlo sucintamente. Nos referiremos al esquema de la fig. 25.

A la izquierda y colocado sobre un pilar de concreto tenemos el celóstato (*coelostat mirrors*) y el objetivo (*lens*). El celóstato está constituido por un primer espejo plano de 14 cm. de diámetro, movido por un sencillo aparato de relojería, y un segundo espejo plano fijo de 11,5 cm. de diámetro. El celóstato dirige la luz al objetivo, de 10,15 cm. de diámetro y 5,5 m. de distancia focal. El resto del aparato se encuentra dentro de una casilla, montado sobre dos pilares de concreto; hay además un pilarcito para el pequeño motor que hace oscilar las ranuras.

En el esquema de la fig. 24 el aparato espectroscópico está formado por una lente anterior, tres prismas y una lente posterior. Hale reemplaza las lentes por espejos cóncavos (*concave mirrors*) de 7,6 cm. de diámetro y 4 m. de distancia focal, y los prismas por una craticula o réseau (*grating*) de 6,35 x 7,62 cm., rayada con 590 líneas por milímetro; este dispositivo obra lo mismo que el de la fig. 24. Las ranuras, con abertura graduable (se usan aberturas de 0,075 a 0,1 mm.; observada con este aparato, la raya H $\alpha$  del hidrógeno tiene 0,2 mm. de ancho) están situadas, la primera arriba y la segunda abajo de una pieza vertical colocada en el primer pilar interno. Esta pieza es móvil sobre un eje transversal; cuando la ranura superior se mueve hacia la derecha, la inferior se mueve

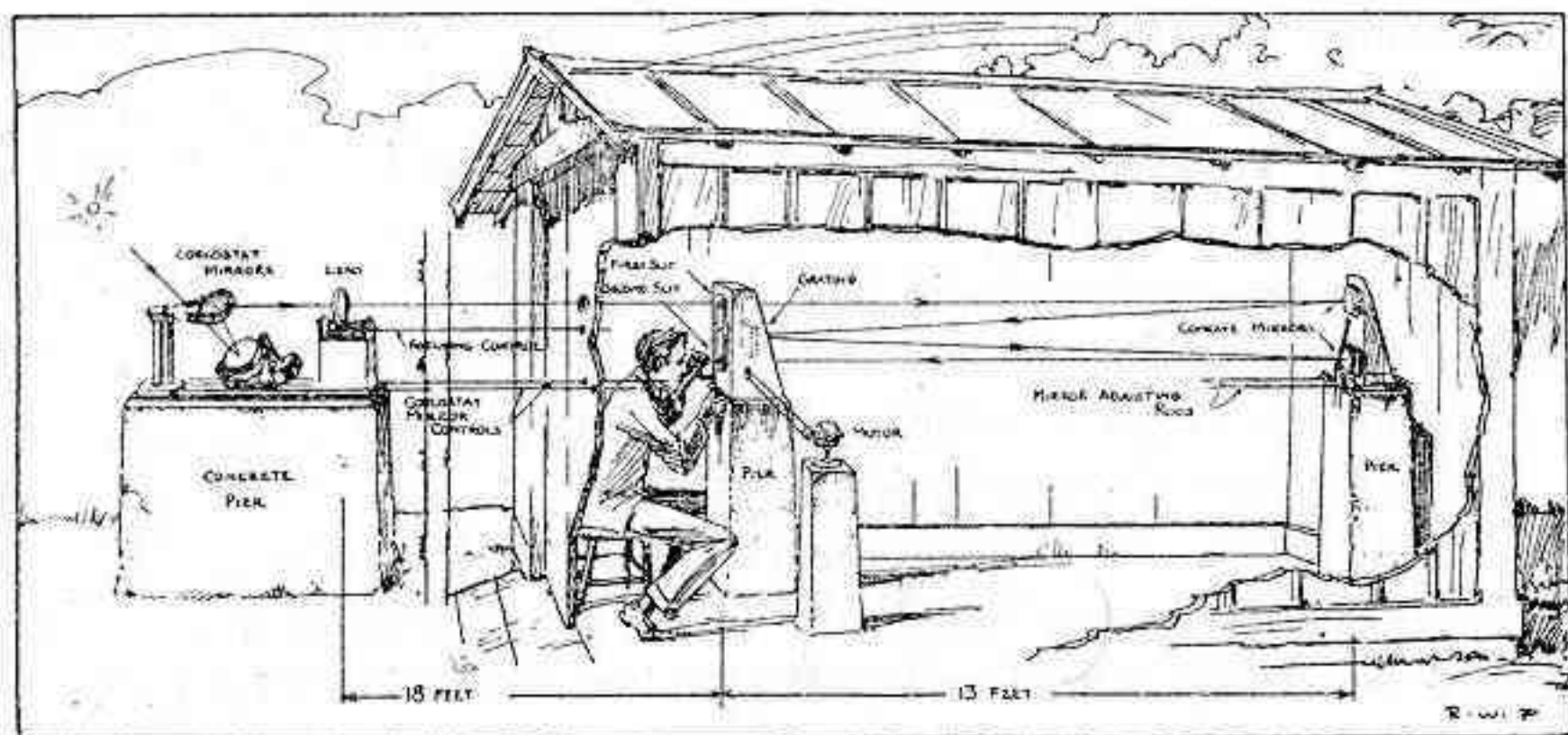


Fig. 25 - Vista diagramática general del espectrohelioscopio.

por consiguiente hacia la izquierda, e inversamente; una ligera consideración del dispositivo espectroscópico basta para ver que esos son los movimientos necesarios para que por la segunda ranura pase siempre luz de igual longitud de onda. La rápida oscilación de la varilla que lleva las ranuras se consigue con un excéntrico accionado por un motoreito eléctrico. La amplitud de oscilación de las ranuras es de 0,65 cm.

En definitiva, la marcha de los rayos luminosos es la siguiente. Las lentes producen sobre el primer pilar interno una imagen real del sol de 5,12 cm. de diámetro. En el plano focal de esa imagen está la primera ranura (*first slit*), que sólo deja pasar la luz de una tajada vertical de menos de un décimo de milímetro de ancho. La luz que pasa por la primera ranura sigue hasta el espejo cóncavo superior del segundo pilar interno, que la convierte en un

haz paralelo y la refleja sobre la cráticula, situada en el primer pilar interno. Al reflejarse sobre la cráticula la luz se divide espectralmente. Una nueva reflexión, esta vez sobre el espejo cóncavo inferior del segundo pilar interno, permite formar una imagen real frente a la segunda ranura (*second slit*). Esta segunda ranura, finalmente, deja pasar sólo una pequeña región del espectro formado (luz monocromática), que el observador, sentado frente al pilar, examina mediante un ocular de 2 a 4 aumentos. Al hacerse oscilar rápidamente la barra de las ranuras, el observador tiene la visión integral de una determinada región del sol en luz monocromática.

El observador tiene al alcance de su mano distintas barras de control. Primeramente, una barra para alejar o aproximar el objetivo (*focusing control*) hasta lograr que la imagen del sol caiga exactamente en el plano de la primera ranura. Luego, un par de barras para controlar al celóstato (*coelostat mirror control*), haciendo que una determinada región solar quede inmóvil sobre la primera ranura. Además, barras para ajustar convenientemente los espejos cóncavos del segundo pilar interno (*mirror adjusting rods*). Finalmente, puede hacer girar sobre un eje vertical la placa de la cráticula, con lo que consigue que sobre la segunda ranura caiga la parte del espectro que se quiera.

Hale ha ideado un accesorio que llama "desplazador de rayas" (*line-shifter*) y que es muy útil en las observaciones espectrohelioscópicas. Consiste en una sencilla lámina de vidrio de 1,5 mm. de espesor, de caras paralelas, situada poco antes de la segunda ranura. Al hacer girar esa lámina, cae sobre la segunda ranura luz de onda un poquito mayor o menor, según sea el sentido del giro; la variación de onda se mide fácilmente por la amplitud del giro. Por ejemplo, si se ha ajustado el aparato para observar con la luz de la parte central de la raya  $H\alpha$ , girando la placa se logrará observar con la luz de uno de los bordes de dicha raya; como la luz de las distintas regiones de una raya procede de distintas capas de la atmósfera solar, resulta que podemos efectuar "sondeos" en dicha atmósfera. Además, cuando una formación solar se mueve en la dirección del observador, se produce un efecto Doppler que puede ser estimado usando el "desplazador de rayas"; así se puede medir fácilmente la velocidad ascensional de dichas formaciones en la atmósfera solar.

En su primera memoria (Mount Wilson Contribution N° 388) da Hale instrucciones detalladas para el ajuste y empleo del espectrohelioscopio. En otra (Mount Wilson Contribution N° 434)



describe un dispositivo que permite transformar al espectrohelioscopio en un espectroheliógrafo, para poder registrar fotográficamente algunos casos interesantes.

*Uso del espectrohelioscopio.* En las citadas memorias hay un buen número de descripciones de fenómenos que Hale ha podido observar mediante su aparato. El espectrohelioscopio puede ser empleado para examinar todas las formaciones solares, pero su uso resulta especialmente indicado para seguir el desarrollo de cambios *rápidos* en la estructura de la superficie solar. Es frecuente que en la región próxima a una mancha se produzcan rapidísimos desplazamientos de enorme cantidad de materia, a tal punto que en el plazo de una hora el aspecto de la región cambie por completo. El espectrohelioscopio permite seguir en todos sus detalles este imponente espectáculo.

Hay otra aplicación del espectrohelioscopio que debemos mencionar aquí. Todos han oído hablar sin duda de la posible influencia de los fenómenos solares sobre los terrestres; pero, aún cuando se admita en principio dicha influencia, es menester confesar que, por el momento, esa relación no ha sido puesta en claro, salvo quizá para un número muy reducido de fenómenos. El espectrohelioscopio parece ser el aparato indicado para resolver definitivamente estas discutidas cuestiones. Es posible que los fenómenos solares repercutan sobre la tierra sólo cuando su desarrollo ofrezca ciertas características, que la observación espectrohelioscópica podría esforzarse en determinar. Hale relata como el 24 y 25 de enero de 1926 observó en las proximidades de un grupo de manchas una erupción de extraordinaria violencia, con proyección de materia a velocidad grandísima; y hace notar que el 27 de ese mes fué observada en Noruega la aurora polar más brillante vista desde hacía años y que el 26 se registraba en el Observatorio de Greenwich una tormenta magnética intensísima. No sería temerario sospechar que la aurora y la tormenta magnética fuesen consecuencia de la erupción solar observada por Hale. Pero para poner en claro las características de la acción solar sobre la tierra son necesarias observaciones, muchas observaciones.

*Cooperación internacional.* Por eso es que Hale ha tratado de organizar una cooperación internacional en las observaciones con su espectrohelioscopio; y efectivamente ha logrado que varias docenas de dichos instrumentos, distribuídos en distintas partes del

mundo, mantengan la superficie solar en continua vigilancia, tratando de descubrir los cambios y erupciones bruscas que suelen escapar a la vigilancia de los espectroheliógrafos. Los dos instrumentos están llamados a complementarse; el espectrohelioscopio, a más de operar en el interesantísimo campo de las variaciones muy rápidas de las formaciones solares, que le está casi exclusivamente reservado, debe servir de vigía a los pesados espectroheliógrafos, proporcionándoles la oportunidad de fotografiar fenómenos interesantes. La mayoría de los espectrohelioscopios actualmente en función se encuentran, como era de esperarlo, en los Estados Unidos: hasta ha habido ya allí un aficionado que se ha construido por sí mismo su espectrohelioscopio, según se nos informa en el número de octubre de 1933 del "Scientific American". En Sud América, según parece, el único espectrohelioscopio existente es por ahora el que posee una estación de la Carnegie Institution en Perú. ¿Tardará mucho en haber uno en la Argentina?

*J. J. Nissen.*



# OBSERVATORIOS DE AFICIONADOS

EL OBSERVATORIO "JUPITER" DEL SEÑOR  
CARLOS L. SEGERS.

*SITUACION.* — Se halla en el barrio de Flores, en la azotea del domicilio del señor Segers, calle José Bonifacio 1488, sede actual de la Biblioteca de la Asociación.

La posición geográfica, establecida por mediciones efectuadas sobre la plancheta "Flores" confeccionada por el I. G. M., a escala 1:25,000, es la siguiente:

$\lambda = 58^{\circ} 26' 49'', 6$  W, ( $+ 3^{\text{h}} 53^{\text{m}} 47^{\text{s}}, 31$ );  $\varphi = 34^{\circ} 37' 44'', 35$  S  
Altitud aproximada: 25 m.

De tales valores se han deducido los siguientes factores para los cálculos de reducción de las observaciones:

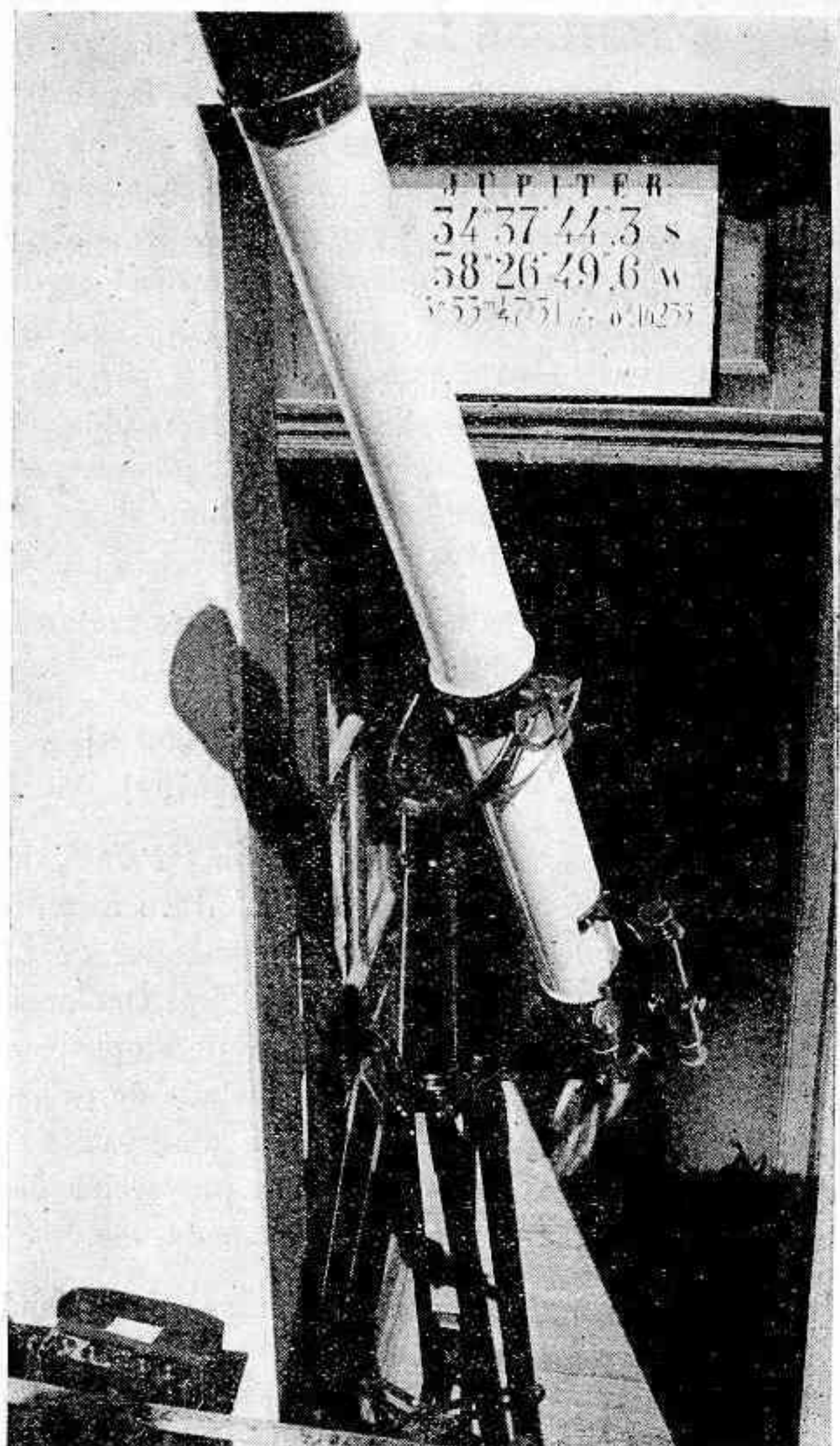
$$\begin{aligned} q \sin \varphi' &= - 0,565054 & [9,752090 \text{ n}] \\ q \cos \varphi' &= + 0,823748 & [9,915794] \end{aligned}$$

*INSTRUMENTOS.* — *Telescopio refractor "Prin"*, de 150 cm. de distancia focal y 100 mm. de abertura, montura azimutal de eje vertical sobre trípode plegable, munido de buscador de 27 cm. de distancia focal y 25 mm. de abertura. *Accesorios:* Oculares astronómicos de 54, 33, 20, 15, 9 y 7 mm.; su poder de amplificación es el siguiente: 28, 45, 75, 100, 166 y 216 veces. Dotado de prisma cenital y dispositivo de prismas inversores para la observación terrestre. Diafragma para el objetivo. Pantalla para la proyección del sol.

Veleta, brújula, niveles de burbuja, plomada, etc.

*Relojes.* *Reloj de pared de péndulo compensado* batiendo el medio segundo, da el tiempo legal. Un *cronógrafo de bolsillo*, con lectura de 1/5 de segundo. Ambos controlados con los *tops* de la hora que transmite el I. G. M. por intermedio de la Cía. Transradio Internacional. *Reloj de sol horizontal*, sobre una plancha de mármol de 64 x 64 cm. para el tiempo solar verdadero. *Reloj de sol horizontal "Völsch"*, dando el azimut y ángulo horario del sol. *Receptor de radio* de onda corta, para la recepción de las señales horarias, tiene bobina intercambiable para broadcasting.

*MATERIAL DIDACTICO.* — *Mapas murales de la Luna y Planisferios Celestes* de Philips, Mang y Arias, para 35° de latitud Sud; dan la configuración del cielo para cualquier hora de cada día del año. *Pizarrón* de 105 cm. x 120 cm., con útiles.



**Fig. 26 - Anteojo astronómico de 100 mm. del observatorio "Júpiter".**

*Atlas celestes: Uranometría Argentina*, por B. A. Gould, estrellas hasta la magnitud 7; *Tabulae Caelestes*, por R. Schurig, estrellas hasta la mag. 6,3; *Cartas celestes para el Horizonte de Buenos Aires*, por Alfredo Völseh, estrellas hasta la mag. 4,5.



Fig. 26 - El observatorio "Júpiter" del Señor Carlos L. Segers.

*Almanaques astronómicos*: “Manual del Aficionado y Almanaque Astronómico” para el año en curso; “Nautical Almanac” para 1934; “Connaissance des Temps”.

*Planetario* del sistema Sol-Tierra-Júpiter. *Reglas de cálculo* “Nestler No. 36” y “Tavernier-Gravet”, ambas de 25 cm.; regla “Faber” de seis escalas, de 30 cm.

*TRABAJO*S. — Observación de superficies planetarias, observación de estrellas variables y ocultaciones.

*CASILLA*. — Sirve de tal, para guardar el instrumental y todos los materiales, la habitación alta de la casa, de 4 x 3 metros. Esta mira al Norte, y desde su puerta o interior se puede observar en las noches de invierno, protegido de los vientos, desde el cenit hasta 45° al Norte del ecuador celeste. Es también empleada para cuarto oscuro fotográfico y depósito de publicaciones atrasadas de la Biblioteca.

Los días jueves, desde las 21 horas, se efectúan reuniones de socios en el domicilio del señor Segers; también puede visitarsele otros días previa comunicación telefónica a 33-Av.-7571/9, de 14 a 20 horas.



# LA DETERMINACION DE LA HORA SIN HACER USO DE APARATOS COSTOSOS

(Para la "REVISTA ASTRONOMICA")

---

El conocimiento exacto de la hora en un meridiano fijo es un dato indispensable para la navegación y en toda otra determinación de longitud. Es por eso que casi todos los países marítimos han establecido observatorios oficiales, cuyo fin primordial es mantener un buen servicio horario. A ese objeto disponen de péndulos para conservar la hora y de instrumentos especialmente diseñados para determinarla con toda exactitud. Pero no son necesarios tales instrumentos refinados y costosos para la determinación aproximada de la hora, y, en efecto, es posible determinarla con un error de muy pocos segundos con un "instrumento" sencillo que puede construir cualquier aficionado casi sin costo alguno. Lo que voy a exponer está basado en una publicación del año 1917, hecha por el doctor Ernesto Nelson, y en correspondencia y conversaciones posteriores con él, de manera que no pretendo más originalidad que la de algunos detalles y la manera de esta presentación.

Salvo en unas pocas investigaciones, el reloj patrón para toda determinación de hora es nuestra Tierra, cuya rotación define el día. El plano determinado por el eje de rotación de la Tierra y el punto ocupado por el observador, o bien por la vertical (plomada) del observador y el polo celeste, se llama meridiano. Este plano meridiano, extendido hasta la esfera celeste, recorre dicha esfera en un día sidéreo y sirve como aguja del reloj patrón, pues la hora sidérea de cualquier lugar es la ascensión recta de las estrellas que se hallan en su meridiano en ese instante. Como la recta vertical pertenece al plano meridiano y el cenit es el punto en que la vertical corta la esfera celeste, basta establecer en un instante dado la ascensión recta del cenit para conocer la hora sideral correspondiente. Conocida ésta, un cálculo sencillo permite deducir la hora media local, y entonces, si se conoce (por tops radiotelegráficos u otros medios) la hora de un meridiano de referencia, puede determinarse la longitud del lugar. Por otra parte, si se conoce la longitud del lugar (p. ej., mediante un mapa de la región)

puede determinarse la hora oficial. Para los que no son navegantes ni geodestas, esta fase del problema se presenta mucho más frecuentemente que aquélla. Por consiguiente, voy a suponer que las coordenadas geográficas son conocidas (por lo menos aproximadamente) y que se trata de determinar la hora oficial.

El instrumento de pasajes, empleado en los observatorios para la determinación exacta de la hora es esencialmente una materialización, con errores pequeños y determinables, del plano meridiano. La observación del paso de una estrella por el retículo del instrumento, corregida por dichos pequeños errores, da la hora del reloj correspondiente a una hora sidérea igual a la ascensión recta de la estrella. Para nuestros fines bastará materializar de una manera sencilla un plano vertical que se aproxima al meridiano, es decir, a la dirección Norte-Sud, y determinar *a posteriori* su desviación. La manera más simple de materializar un plano es mediante un triángulo de hilos, tendidos entre tres puntos; y la de asegurar que el plano sea vertical será de tener dos puntos fijos elevados como vértices superiores, colgándose una pesa del vértice inferior del triángulo. Los puntos de suspensión pueden ser dos salientes (clavos) en el palo horizontal de un poste en forma de T, o maderas que sobresalen de la pared de una casa (conviene el lado Este) o bien las puntas de dos astas o simples cañas de bambú, como en la figura 28. Cuanto más se acerquen estos puntos fijos a la dirección Norte-Sur, tanto más cómodas serán las observaciones y su reducción. (1) Para amortiguar las oscilaciones que pudiera tener la pesa, conviene sumergirla en un recipiente con aceite u otro líquido viscoso.

En la observación conviene tratar de que la visual atraviese el triángulo con un segmento interno lo más largo posible. Esto se consigue observando las estrellas vecinas al cenit desde un punto cerca del vértice inferior del triángulo, y las estrellas de menor altura desde un punto tal que la visual pase cerca del vértice elevado más cercano a la estrella. Los hilos se hacen visibles iluminándolos con un linterna tenida en la mano, en tal posición que su luz no llegue directamente al ojo. Si el hilo empleado para el tri-

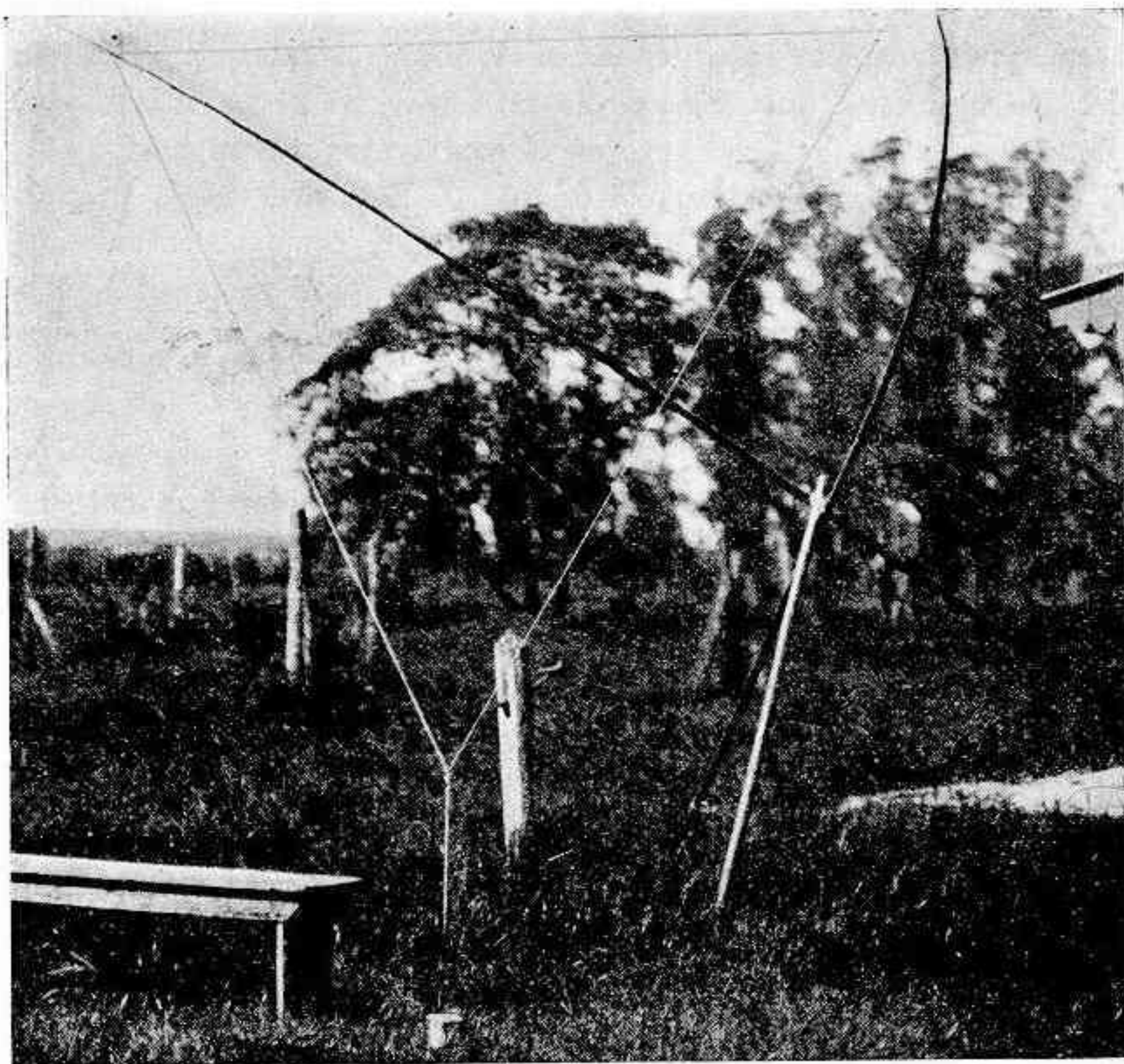
---

(1) Una de las varias maneras de hallar aproximadamente la dirección Sud es la siguiente: Constrúyase mentalmente (a ojo) las mediatrices (bisectrices perpendiculares) de las líneas entre  $\beta$  y  $\alpha$  Centauri y entre  $\gamma$  y  $\alpha$  Triánguli Australis, y prolonguese la línea que une  $\gamma$  y  $\alpha$  Crucis. Estas tres líneas (mejor dicho, arcos) se cortan mutuamente casi en el mismo punto; de allí bajar una vertical al horizonte. El punto así hallado distará muy poco del Sud.



ángulo es de seda de coser de color punzó, las estrellas se destacaarán mejor por su diferencia de color, y podrán observarse hasta estrellas débiles con los hilos bien iluminados, mientras con hilos blancos las estrellas débiles se perderán de vista en su vecindad.

El hilo próximo al ojo estará mal enfocado y parecerá difuso. Para evitar dificultades que puedan surgir de eso, el doctor Nelson sugiere emplear dos hilos paralelos, distantes dos o tres



**Fig. 28 - El triángulo filar: instrumento sencillo para determinar la hora.**

milímetros entre sí, observándose el paso de la estrella por el centro del sistema; es decir, en el medio entre los hilos del lado más distante del ojo, apareciendo éstos a su vez en el medio entre los dos hilos próximos al observador. Después de probar este método he preferido emplear hilos simples, acercando el ojo a muy pocos centímetros del hilo próximo, de manera que éste aparece completamente difuso y nebuloso. En estas condiciones, cuando el otro

hilo se ve como una línea central de la faja nebulosa, el ojo está bien ubicado en el plano de observación.

Si este plano coincidiera con el meridiano, la hora sidérea en el instante del paso de cada estrella sería exactamente igual a la ascensión recta de la estrella; pero esta coincidencia exacta no se conseguirá sino por casualidad, y en general habrá una desviación. Si el plano es vertical, (como por nuestra construcción debe ser) pero hace un pequeño ángulo  $\alpha$  con el meridiano, la hora del paso variará con la declinación de la estrella, además de su ascensión recta, y únicamente en el cenit coincidirá con ésta. La extensión del arco que tiene que recorrer la estrella entre el meridiano y el plano de observación será cero en el cenit y tendrá un máximo en el horizonte, donde es igual al ángulo  $\alpha$ . Este arco varía proporcionalmente al seno de la distancia cenital, y como observamos en la vecindad del meridiano, y en ese plano la distancia cenital es la diferencia entre la latitud del observador y la declinación de la estrella, dicho arco quedará expresado por:

$$\alpha \operatorname{sen} (\varphi - \delta).$$

La velocidad del movimiento diurno de los astros es cero en el polo y tiene un máximo en el ecuador, variando proporcionalmente al coseno de la declinación. El tiempo que emplea la estrella en recorrer el arco que hemos considerado, será inversamente proporcional a la velocidad; el intervalo entre el paso por el meridiano y el paso por el plano de observación será, pues:

$$\alpha \operatorname{sen} (\varphi - \delta) / \cos \delta = \alpha \operatorname{sec} \delta \operatorname{sen} (\varphi - \delta),$$

que, para brevedad, designaremos simplemente  $\alpha\Delta$ .

Para reducir nuestras observaciones, necesitaremos conocer la posición geográfica del lugar de observación y las coordenadas de las estrellas observadas (2). La ascensión recta de cada estrella nos da la hora sidérea de su paso por el meridiano, y esa hora sidérea local, conociéndose la longitud, puede reducirse a la hora oficial mediante los datos que contendrá el mismo almanaque astronómico que se emplea para obtener las posiciones de las estrellas. Teniendo muchas observaciones en una misma noche, bastará hacer la reducción completa de la primera (y de la última como control), obteniéndose los demás valores mediante los intervalos reducidos. Designemos con  $H$  la hora así obtenida, que es la hora

(2) Si el reloj empleado es acaso de hora sidérea, no se necesitará la longitud del lugar, sino solamente su latitud aproximada.

oficial del paso de la estrella por el meridiano del lugar; con  $T$  la hora tomada en el reloj al paso de la estrella por el plano de observación, y con  $\Delta T$  la corrección que hay que aplicar a la lectura del reloj para obtener la hora oficial. Entonces tendríamos para cada estrella una ecuación de la forma:

$$\Delta T = H - T - aA.$$

Las cantidades  $T$ ,  $H$  y  $A$  son conocidas; el ángulo  $a$  ya se ha definido, pero no es todavía conocido, ni tampoco lo es la corrección  $\Delta T$ , cuya determinación es el objeto de las observaciones. Siendo incógnitas las  $\Delta T$  y  $a$ , convendrá escribir las ecuaciones en la forma:

$$\Delta T + aA = H - T.$$

Es evidente que teóricamente pueden determinarse ambas incógnitas con las observaciones de dos estrellas cualesquiera, con tal de que sus  $A$  (o bien sus declinaciones) sean diferentes. Pero como las observaciones estarán afectadas de errores, convendrá en la práctica, si se observan dos estrellas solamente, elegir las de manera que una de ellas pase al Norte y la otra al Sur del cenit, puesto que en tal caso el error de la  $\Delta T$  resultante será menor que los errores de observación.

En el caso de observar más de dos estrellas sobrarán datos, y habrá que buscar la manera conveniente de combinarlos. El método de mínimos cuadrados será el indicado para los observadores que conocen sus principios y reglas, y además disponen de máquinas de calcular para facilitar las operaciones numéricas; pero buenos resultados pueden conseguirse sin su empleo. Si las estrellas observadas son tres, una de ellas a poca distancia cenital, pueden combinarse las dos extremas para hallar el valor de  $a$  y luego emplear este valor para reducir todas. En tal caso las dos extremas darán el mismo valor de  $\Delta T$ , que se considerará como de una estrella, promediándolo con el que resulta de la estrella del medio. Habiendo muchas estrellas observadas, se determina  $a$  comparando un promedio de las dos o tres ecuaciones resultantes de las estrellas más australes con el de otras tantas de las más boreales; luego se emplea este valor de  $a$  para reducir todas las observaciones al meridiano, obteniéndose así un valor de  $\Delta T$  para cada estrella. Conviene tomar de cada extremo para la determinación de  $a$  un número de ecuaciones entre un cuarto y un tercio del número

total de estrellas observadas. Si se emplea igual número de cada extremo, en vez del promedio puede usarse simplemente su suma.

Otro método de reducción es el gráfico. Usando papel milimetrado, dibújese un punto correspondiente a cada observación, empleando el valor de  $A$  como abscisa y el valor correspondiente de  $H - T$  como ordenada. Estos puntos deben resultar aproximadamente alineados. Trazándose la recta que mejor los represente, la ordenada correspondiente a la abscisa  $A = 0$  será el valor de  $\Delta T$  y la diferencia entre esta ordenada y la correspondiente a  $A = 1$  será el valor de  $a$ . (3)

En todos estos cálculos deben conservarse los debidos signos de las cantidades, considerando las latitudes y declinaciones australes como negativas. En el caso de haber observado una estrella circumpolar en su paso inferior, debe contarse su declinación desde el punto superior del ecuador; es decir, p. ej., si la declinación tabular es de  $-69^\circ$ , debe emplearse  $\delta = -111^\circ$  en la fórmula, observando que la secante de tal ángulo es negativa. Una tal observación obrará, pues, como la de una estrella muy boreal, y será de verdadero valor en la determinación, solamente cuando hay muchas estrellas australes y muy pocas boreales.

Como primer ejemplo, reduciremos unas observaciones efectuadas por el doctor Nelson, el 23 de febrero de 1927 en Ramos Mejía, F. C. O., cuyas coordenadas son: Latitud,  $-34^\circ 39'$ ; Longitud,  $58^\circ 34'$  Oeste  $= + 3^h 54^m 16^s$ .

<i>Hora observada del paso</i>	<i>Estrella</i>	<i>Ascensión Recta</i>	<i>Declina- ción</i>
<small>h m s</small>		<small>h m s</small>	
20 51 40	$\delta$ Ca. Maj.	7 5 26	$-26^\circ 17'$
21 7 9	$\eta$ Ca. Maj.	7 21 13	$-29 10$
21 20 38	$\alpha$ Ca. Min.	7 35 29	$+ 5 25$
21 54 9	$\gamma$ Argus	8 7 18	$-47 7$
22 8 54	$\varepsilon$ Argus	8 21 3	$-59 17$
23 1 34	$\beta$ Argus	9 12 28	$-69 25$
23 9 9	$\alpha$ Hydrae	9 24 1	$- 8 21$

Para obtener las  $H$  notamos que la primera estrella pasó el meridiano a las  $7^h 5^m 26^s$  de hora sidérea local, instante que es idén-

(3) Será también muy útil hacer un pequeño gráfico de esta clase para poder individualizar y corregir (o desechar) una observación o identificación equivocada antes de empezar una reducción por mínimos cuadrados.

tico con las  $10^h 59^m 42^s$  de hora sidérea de Greenwich, la que corresponde a las  $24^h 48^m 5^s$  de hora civil de Greenwich y finalmente a las  $20^h 48^m 5^s$  de hora oficial argentina. Las horas subsiguientes se obtienen reduciendo los intervalos de tiempo sidéreo a intervalos medios y frente a ellas se ponen los valores de  $H - T$ . Haciendo luego las diferencias  $\varphi - \delta$ , se calculan los valores de  $\Lambda$ , correspondientes a cada estrella.

<i>Estrella</i>	<i>H</i>			<i>H - T</i>	$\varphi - \delta$	<i>A</i>
	<i>h</i>	<i>m</i>	<i>s</i>			
$\delta$ Ca. Maj.	20	48	5	-215	- 8°22'	-0.162
$\eta$ Ca. Maj.	21	3	49	-200	- 5 29	-0.110
$\alpha$ Ca. Min.	21	18	3	-155	-40 4	-0.647
$\gamma$ Argus	21	49	46	-263	+12 28	+0.317
$\varepsilon$ Argus	22	3	29	-325	+24 38	+0.816
$\beta$ Argus	22	54	46	-408	+34 46	+1.623
$\alpha$ Hydrae	23	6	17	-172	-26 18	-0.448

Ordenando las estrellas según valores crecientes de  $\Lambda$ , tenemos las ecuaciones que figuran a la izquierda de los nombres de las estrellas en el siguiente cuadro:

Ecuación	Estrella	$-a\Lambda$	$\Delta T$	<i>v</i>
$\Delta T - 0.647 a = -155^s$	$\alpha$ Ca. Min.	- 74 <sup>s</sup>	-229 <sup>s</sup>	- 4 <sup>s</sup>
$\Delta T - 0.448 a = -172$	$\alpha$ Hydrae	- 51	-223	+ 2
$\Delta T - 0.162 a = -215$	$\delta$ Ca. Maj.	- 19	-233	- 8
$\Delta T - 0.110 a = -200$	$\eta$ Ca. Maj.	- 13	-213	+12
$\Delta T + 0.317 a = -263$	$\gamma$ Argus	+ 36	-227	- 2
$\Delta T + 0.816 a = -325$	$\varepsilon$ Argus	+ 94	-231	- 6
$\Delta T + 1.623 a = -408$	$\beta$ Argus	+186	-222	+ 3

Sumando las dos primeras ecuaciones y las dos últimas, tenemos:

$$2 \Delta T - 1.095 a = -327^s,$$

$$2 \Delta T + 2.439 a = -733^s.$$

De la diferencia entre estas dos, resulta:

$$-3.534 a = +406^s; \quad a = -114^s.9.$$

Con este valor se calculan las cantidades  $-a\Lambda$ , que se aplican a los valores de  $H - T$  para hallar los valores de  $\Delta T$  correspondientes a cada estrella. El promedio de éstos da  $\Delta T = -225^s$

con los residuos que figuran en la última columna, y que dan una idea aproximada de los errores de observación.

Como segundo ejemplo tenemos las siguientes observaciones, efectuadas en La Plata el 23 de octubre de 1933. Para obtener muchas estrellas en poco tiempo, observé unas cuantas bastante débiles, que por consiguiente no resultaron tan seguras como serían las brillantes. Para ahorrar espacio, cambio un poco la distribución de los cálculos, no escribiendo la cantidad  $\varphi - \delta$ , ni las ecuaciones mismas.

T	Estrella	A. R.	H	H — T
h m s		h m s	h m s	
23 15 47	$\alpha$ Eri	1 35 18.6	23 18 43	+176 <sup>s</sup>
23 25 44	$\tau$ Cet	1 41 1.5	23 24 25	— 79
23 28 29	$\rho$ Pse	1 41 55.4	23 25 19	—190
23 33 9	$\zeta$ Cet	1 48 13.4	23 31 36	— 93
23 34 44	$\chi$ Eri	1 53 26.0	23 36 47	+123
23 36 1	$\alpha$ Hyi	1 56 45.0	23 40 6	+245
23 38 6	$\beta$ Ari	1 51 0.4	23 34 22	—224
23 41 24	$\nu$ Cet	1 56 55.2	23 40 16	— 68
23 44 50	$\alpha$ Pse	1 58 38.9	23 41 59	—171
23 48 44	$\gamma$ And	1 59 51.5	23 43 12	—332
23 50 40	$\alpha$ Ari	2 3 27.9	23 46 48	—232

Estrella	Decl.	A	H — T	— aA	$\Delta T$
$\alpha$ Eri	—57°34'	+0.718	+176 <sup>s</sup>	—182 <sup>s</sup>	— 6 <sup>s</sup>
$\tau$ Cet	—16 17	—0.333	— 79	+ 84	+ 5
$\rho$ Pse	+ 8 50	—0.700	—190	+177	—13
$\zeta$ Cet	—10 40	—0.418	— 93	+106	+13
$\chi$ Eri	—51 56	+0.475	+123	—120	+ 3
$\alpha$ Hyi	—61 53	+0.963	+245	—243	+ 2
$\beta$ Ari	+20 29	—0.878	—224	+222	— 2
$\nu$ Cet	—21 24	—0.251	— 68	+ 63	— 5
$\alpha$ Pse	+ 2 27	—0.607	—171	+153	—18
$\gamma$ And	+42 1	—1.311	—332	+331	— 1
$\alpha$ Ari	+23 9	—0.923	—232	+233	+ 1

De las tres estrellas más boreales y las tres más australes obtengo:

$$3 \Delta T - 3.112 a = -788^s,$$

$$3 \Delta T + 2.156 a = +544^s,$$

$$5.268 a = +1332^s; \quad a = +252^s.8.$$

COEFICIENTE DEL ERROR DE AZIMUT

Para la latitud de Buenos Aires

$$\Lambda = \sec \delta \operatorname{sen} (\varphi - \delta)$$

$\delta$ °	$\Lambda$	$\delta$ °	$\Lambda$	$\delta$ °	$\Lambda$	$\delta$ °	$\Lambda$
+48	-1.482	+16	-0.804	-16	-0.332	-48	+0.346
47	.451	15	.789	17	.316	49	.379
46	.420	14	.774	18	.300	50	.413
45	.391	13	.758	19	.284	51	.449
+44	-1.363	+12	-0.743	-20	-0.268	-52	+0.486
43	.335	11	.728	21	.252	53	.524
42	.309	10	.713	22	.235	54	.565
41	.283	9	.698	23	.218	55	.608
+40	-1.258	+8	-0.684	-24	-0.201	-56	+0.653
39	.234	7	.669	25	.184	57	.700
38	.211	6	.654	26	.166	58	.750
37	.188	5	.640	27	.148	59	.802
+36	-1.166	+4	-0.625	-28	-0.130	-60	+0.858
35	.144	3	.611	29	.112	61	.917
34	.123	2	.597	30	.093	62	0.980
33	.102	+1	.582	31	.073	63	1.048
+32	-1.082	0	-0.568	-32	-0.053	-64	+1.120
31	.062	-1	.553	33	.033	65	.197
30	.043	2	.539	34	-0.013	66	.281
29	.024	3	.525	35	+0.008	67	.371
+28	-1.006	-4	-0.510	-36	+0.030	-68	+1.470
27	0.987	5	.496	37	.053	69	.577
26	.969	6	.481	38	.075	70	.694
25	.952	7	.467	39	.099	71	.823
+24	-0.934	-8	-0.452	-40	+0.123	-72	+1.966
23	.917	9	.437	41	.148	73	2.125
22	.900	10	.423	42	.173	74	.303
21	.884	11	.408	43	.190	75	.504
+20	-0.867	-12	-0.393	-44	+0.227	-76	+2.734
19	.851	13	.378	45	.256	77	2.998
18	.835	14	.363	46	.285	78	3.305
17	.820	15	.347	47	.316	79	3.667
+16	-0.804	-16	-0.332	-48	+0.346	-80	+4.100

Con este valor obtengo las correcciones  $-aA$  que figuran en la penúltima columna, y así las  $\Delta T$  individuales. El promedio de estas últimas da  $-2^s$  como corrección del reloj. Una reducción de las mismas observaciones por el método de mínimos cuadrados dió como resultados,  $a = +254^s$  y  $\Delta T = -1^s.5$  con error medio de  $\pm 2^s.5$ .

El ángulo  $a$ , entre el plano de observación y el meridiano, resulta de estos cálculos expresado en tiempo. Si se desea conocer su valor en arco, bastará recordar que  $240^s = 1^\circ$ . Para corregir la orientación del aparato (lo que será conveniente hacer si admite ajuste) colóquese una marca o estaca, en el plano de observación y a 13.75 metros desde la plomada, y mídase desde allí, perpendicularmente a la visual, una distancia de tantos milímetros como hay segundos de tiempo en el valor de  $a$ ; hacia la izquierda visto desde el aparato si  $a$  es positiva o hacia la derecha si  $a$  es negativa. Gírese entonces el plano de observación hasta que pase por el punto así determinado.

En la página 283 doy una tabla de los valores del coeficiente  $A$  para la latitud de Buenos Aires ( $-34^\circ 36'$ ) y para declinaciones de grado en grado desde  $+48^\circ$  hasta  $-80^\circ$ . En otras latitudes también puede servir para la reducción de observaciones de esta clase, sumando a los valores tabulares la cantidad

$$\text{sen } (\varphi + 34^\circ 36') \text{ sec } \varphi,$$

constante para un lugar dado. Los coeficientes así obtenidos serán proporcionales a los  $A$  que resultarían del cálculo directo para la otra latitud, pero el valor de  $a$  resultante de su empleo deberá ser multiplicado por  $\text{sec } \varphi \cos 34^\circ 36'$  para obtener el verdadero ángulo entre los planos. Dentro de pocos grados de la latitud de Buenos Aires, la cantidad  $\text{sen } (\varphi + 34^\circ 36') \text{ sec } \varphi$  puede reemplazarse sin error apreciable por  $0.021 \Delta \varphi$ , donde  $\Delta \varphi$  es la diferencia de latitud en grados y fracción.

*Bernhard H. Dawson.*



# LA DETERMINACION DEL AZIMUT

(Para la "REVISTA ASTRONOMICA")

Para una orientación completa de un punto de la superficie terrestre se necesita conocer la latitud y longitud geográficas, la altitud y finalmente el azimut de la visual del punto a otro objeto terrestre conocido. De esta manera es posible trazar la meridiana del punto y determinar los azimutes de otros objetos cualesquiera de la vecindad.

*Definición del azimut.* — El azimut es el ángulo horizontal entre la meridiana del punto de observación y la visual al objeto, sea astro o sea punto terrestre. La manera más elemental de contar el azimut es de  $0^\circ$  a  $90^\circ$  en ambos sentidos, desde los extremos de la meridiana, como p. ej., N  $60^\circ$  E. Este método tiene el inconveniente de necesitar la especificación del punto de partida y de la dirección. Algunas veces el azimut se cuenta de  $0^\circ$  (debajo del polo visible, polo Sud en nuestro hemisferio) por el Este y por el Oeste hasta  $180^\circ$ , teniendo este último azimut la meridiana Norte. Pero en astronomía y en geodesia en la mayoría de los casos se cuenta de  $0^\circ$  a  $360^\circ$ , partiendo del Sud y progresando como la aguja del reloj, correspondiendo así  $0^\circ$  al Sud,  $90^\circ$  al Oeste,  $180^\circ$  al Norte,  $270^\circ$  al Este y  $360^\circ$  al Sud, de manera que el azimut de N  $60^\circ$  E en el primer sistema corresponde a  $120^\circ$  E en el segundo y a  $240^\circ$  en el último y más usual.

1) *Determinación del azimut por la orientación de la brújula magnética o del compás giroscópico.* — Entre todos los métodos es éste el más sencillo. Pero para obtener la orientación verdadera con la brújula magnética hay que tomar en cuenta la desviación de ella (declinación magnética) en el lugar y momento de observación. Es obvio que este método sólo puede dar un azimut aproximado. Hay que considerar que la desviación de la aguja magnética varía no solamente entre un lugar y otro, sino también que varía con el tiempo, disminuyendo progresivamente el valor en unos puntos y aumentando en otros. Con brújulas de precisión pueden constatarse también pequeñas oscilaciones diurnas y variaciones ocasionales provenientes de disturbios magnéticos. Hay además el inconvenien-

te de existir extensas regiones sin datos modernos sobre la desviación de la aguja y su variación anual.

El empleo del compás giroscópico se limita actualmente a buques de guerra y grandes vapores de ultramar. La corrección a aplicar a sus indicaciones es pequeña, excepto en altas latitudes, y depende de la latitud y de la velocidad que lleva el buque.

2) *Transporte del azimut por triangulación. Azimut geodésico.* — Conociendo las coordenadas geográficas de un lugar y medida una base, puede transportarse el azimut a puntos lejanos por mediciones terrestres, efectuando una red de triangulación hasta terminar en el nuevo punto. Pero, para obtener un resultado exacto, además de tener que hacer las operaciones con suma prolijidad e instrumentos buenos, hay que tomar en cuenta la convergencia de los meridianos entre el punto de origen y el punto buscado.

3) *Transporte del azimut por cálculo. Azimut entre dos lugares cuyas coordenadas geográficas se conocen.* — Conociendo la latitud y longitud geográficas de dos lugares U y V con mucha exactitud, es posible calcular el azimut  $\Lambda_1$  de U a V, como asimismo el azimut recíproco  $\Lambda_2$  de V a U. La solución de este problema es complicada, por tratarse del esferoide de rotación, cuyos radios de curvatura tienen valores distintos en diferentes direcciones. En los tratados de geodesia superior se dan soluciones elegantes de este problema, como también soluciones más sencillas aplicables cuando se trata de puntos no muy distantes entre sí. Más común es el problema a la inversa, es decir, conociendo las coordenadas geográficas de un lugar U, la distancia UV y uno de los azimutes, determinar la latitud y longitud del lugar V y el azimut recíproco.

4) *Determinación astronómica del azimut.* — La determinación directa del azimut en el lugar de observación no presenta mayores dificultades, ni en la observación ni en el cálculo. Por este motivo se emplea la determinación astronómica del azimut a bordo de los buques de ultramar como control de la brújula magnética, para determinar las correcciones que hay que aplicar a la lectura de la brújula según el lugar donde se encuentra y el rumbo que lleva el buque. En geodesia es el método casi exclusivo de la determinación del azimut.

Detallamos aquí cuatro métodos astronómicos distintos para determinar el azimut. La preferencia en el empleo de uno u otro de ellos dependerá de las circunstancias.

A) *Determinación del azimut por la altura de un astro.* — Puede aconsejarse este método cuando no se conoce exactamente la hora local, y no se dispone de tiempo para emplear los métodos C o D, y en cambio se conoce la latitud del lugar con bastante aproximación. Habiéndose corregido la altura observada por la refracción, la fórmula de reducción es:

$$\cos A = \operatorname{tg} h \operatorname{tg} \varphi - \operatorname{sen} \delta \operatorname{sec} h \operatorname{sec} \varphi,$$

o bien, para el cálculo logarítmico:

$$\operatorname{tg}^2 \frac{1}{2} A = \frac{\operatorname{sen} \frac{1}{2} (90^\circ + h - \varphi - \delta) \operatorname{sen} \frac{1}{2} (90^\circ - h + \varphi - \delta)}{\operatorname{cos} \frac{1}{2} (90^\circ + h + \varphi - \delta) \operatorname{cos} \frac{1}{2} (90^\circ - h - \varphi - \delta)}$$

fórmula que puede reemplazarse con poca pérdida de exactitud por:

$$\operatorname{cos}^2 \frac{1}{2} A = \operatorname{cos} \frac{1}{2} (90^\circ - \delta + (\varphi + h)) \operatorname{cos} \frac{1}{2} (90^\circ - \delta - (\varphi + h)).$$

La diferenciación de la primera fórmula indica que un error de altura tiene su mínimo de influencia sobre el azimut cuando el astro se halla en el primer vertical. Conviene, pues, hacer la observación cerca del primer vertical. Por otra parte, no conviene emplear este método con astros a poca distancia cenital ni cuando el observador se halla en altas latitudes.

B) *Determinación del azimut por una estrella en ángulo horario conocido.* — En este caso es necesario conocer exactamente la latitud y la hora local. Deben emplearse preferentemente estrellas de fuerte declinación, pues su movimiento con el tiempo es más lento, y evitar el empleo de estrellas con pequeño ángulo horario. Las fórmulas para la reducción son:

$$\operatorname{tg} M = \operatorname{tg} \delta \operatorname{sec} t, \quad \operatorname{tg} A = \operatorname{tg} t \operatorname{cos} M \operatorname{csc} (\varphi - M);$$

o bien:

$$\begin{aligned} \operatorname{tg} \frac{1}{2} (A + q) &= \operatorname{tg} \frac{1}{2} t \operatorname{cos} \frac{1}{2} (\varphi + \delta) \operatorname{csc} \frac{1}{2} (\varphi - \delta), \\ \operatorname{tg} \frac{1}{2} (A - q) &= \operatorname{tg} \frac{1}{2} t \operatorname{sen} \frac{1}{2} (\varphi + \delta) \operatorname{sec} \frac{1}{2} (\varphi - \delta); \end{aligned}$$

cuya suma da el azimut requerido, siendo la diferencia el ángulo paraláctico del astro considerado.

C) *Determinación del azimut por alturas iguales de un mismo astro.* — Este método se recomienda por la sencillez de su aplicación, como también por el hecho de no exigir el conocimiento de la latitud ni de la hora. El único inconveniente es que necesariamente tiene que trascurrir mucho tiempo entre las dos observaciones, puesto que, como en los métodos anteriores, no conviene efectuar las observaciones cerca del meridiano, y el intervalo entre ellas será el doble del ángulo horario del astro en cada observación, y en este in-

tervalo puede variar la posición del instrumento y la condición de la atmósfera.

No se necesita ningún cálculo, puesto que, tratándose de un mismo astro, a una misma distancia cenital corresponde el mismo ángulo horario (negativo al Este, positivo al Oeste) como también el mismo azimut (del meridiano al Este en el primer caso y del meridiano al Oeste en el segundo. La dirección de la meridiana Norte o Sud, según el caso, corresponderá, pues, al promedio de las dos lecturas del círculo.

D) *Determinación del azimut por estrellas en mayor elongación.* — Este método es el más preciso de todos los que se conocen, y es aplicable para casi todas las latitudes habitables. Es, además, simple en su observación y sencillo en su cálculo. Toda estrella de declinación mayor que la latitud del lugar ( $\varphi < \delta < 90^\circ$ ) en su movimiento diario se mantiene siempre de un mismo lado del primer vertical, oscilando en azimut de un lado al otro del polo. Habrá pues en cada día sidéreo, dos instantes en que esta digresión alcanza un máximo, los que se llaman momentos de mayor elongación. En tal situación la estrella se mueve en sentido vertical, hacia arriba en la elongación Este y hacia abajo en la elongación Oeste; su movimiento en azimut es nulo y su ángulo paraláctico es de  $90^\circ$ . Por consiguiente esta condición es el caso más favorable que se puede presentar para la determinación del azimut.

La curva de máxima elongación, donde ocurren tales elongaciones según la declinación de la estrella, es distinta para cada latitud. Para el ecuador terrestre esta curva se confunde con el horizonte y el primer vertical, de manera que todas las estrellas elongan cuando salen o se ponen, siendo el azimut (en la primera notación) igual a la distancia polar del astro. Resulta, pues, que en el ecuador mismo no se pueden determinar azimutes por elongaciones máximas (\*). La curva de elongación pasa siempre por el cenit del lugar y por el polo visible, de manera que al apartarse el observador del ecuador terrestre, esta curva se mantiene tangente al primer vertical en el cenit, y se eleva del horizonte, teniendo su altura mínima donde pasa por el polo. Al aumentar la latitud, esta curva se achica y para latitudes fuertes se aproxima al círculo menor que tiene por diámetro la línea del cenit al polo. Resulta que, cuanto más cercano al polo se

(\*) En la vecindad del ecuador terrestre, el método A de este artículo da muy buenos resultados. (N. de la Red.).

encuentre el observador, tanto menor es el número de elongaciones que ocurren para él. Además, las elongaciones se presentan a poca distancia cenital, restando valor a las determinaciones de un azimut en estas condiciones (\*\*).

*Fórmulas para el cálculo.* — Dado que en mayor elongación tenemos  $q = 90^\circ$ , las fórmulas son:

$$\operatorname{sen} A = \frac{\cos \delta}{\cos \varphi}, \quad \operatorname{sen} h = \frac{\operatorname{sen} \varphi}{\operatorname{sen} \delta}, \quad \cos t = \frac{\operatorname{tg} \delta}{\operatorname{tg} \varphi}$$

En la primera relación el Azimut se cuenta de  $0^\circ$  a  $360^\circ$  desde el Sud hacia el Oeste, Norte y Este, de manera que este ángulo es menor de  $90^\circ$  para elongaciones al Oeste y mayor de  $270^\circ$  para elongaciones al Este.

De las fórmulas resulta que en el caso límite  $\delta = \varphi$ , la estrella se encuentra en el cenit con azimut indeterminado, y ángulo horario  $= 0^h$ , mientras siendo  $\delta = 90^\circ$ , la altura es igual a la del polo celeste y a la latitud del lugar, el azimut  $= 0^\circ$  y el ángulo horario  $= 6^h$ .

*Variación de los elementos.* — Tomando la fórmula general:

$$\operatorname{tg} A = \frac{\operatorname{sen} t}{\operatorname{tg} \delta \cos \varphi - \operatorname{sen} \varphi \cos t},$$

la que se puede representar bajo la forma:

$$\operatorname{etg} A \operatorname{sen} t = \operatorname{sen} \varphi \cos t - \operatorname{tg} \delta \cos \varphi,$$

resulta, diferenciándola:

$$dA = \frac{\cos \delta \cos \varphi}{\operatorname{sen} z} dt - \frac{\operatorname{sen} A}{\operatorname{tg} z} d\varphi + \frac{\operatorname{sen} \varphi}{\operatorname{sen} z} d\delta.$$

Esta fórmula diferencial demuestra las variaciones que puede sufrir el azimut por errores del tiempo tomado, de la latitud del lugar empleada en la reducción, y de la declinación sacada de las efemérides. Analizándola resulta que, en primer lugar, el denominador de cada coeficiente se reduce en la vecindad del cenit, aumentando por consiguiente el valor de  $dA$ , es decir, el error en el azimut, e influyendo desfavorablemente cuando se pretende observar un azimut con estrellas que se hallan a poca distancia cenital.

En cuanto a un error en el ángulo horario, resulta que en ma-

(\*\*) Este no es un defecto del método sino una dificultad inherente al problema mismo. Cuanto más se acerca el observador al polo terrestre tanto más difícil es la determinación del azimut, y en el polo mismo el azimut deja de tener sentido, pues allí cualquier círculo vertical es un meridiano. (N. de la Red.).

yor elongación, siendo  $q = 90^\circ$ ,  $\cos q = 0$ , y el primer término del segundo miembro desaparece; es decir, el azimut queda constante. Un pequeño error del tiempo no influye, pues, en el resultado, y tanto menos sensible será el efecto de un error grande cuando más cercana al polo se encuentre la estrella observada. En cuanto a un error de la latitud del observador, cabe mencionar que, a causa del numerador  $\sin A$ , cuando menor es el azimut de la estrella, tanto menor es el error  $dA$ , siendo 0 con azimut  $0^\circ$ . Para disminuir este error, pues, también conviene hacer observaciones con astros situados cerca del polo. Finalmente un error de declinación produce un error máximo de azimut en la mayor elongación, pero que también es de menor influencia en la vecindad del polo, debido a la mayor distancia cenital en que elonga la estrella.

Conviene recordar que los efectos de las tres diferenciales se presentan en la elongación Oeste y Este en la misma manera, pero con signo contrario. Haciendo dos observaciones de estrellas con poca diferencia de declinación, elongando una al Oeste y la otra al Este (es decir, cuyos ángulos horarios son casi iguales, pero de signo contrario) se consigue que los errores cometidos en los diversos elementos, y especialmente en la latitud empleada, alcancen muy semejante peso, de signos contrarios, eliminándose en gran parte en el promedio.

En el *Manual del Aficionado* para 1934 se publicarán unas tablas para facilitar la preparación de programas de observación de estrellas en su mayor elongación. Estas tablas contendrán la hora sidérea de la elongación al minuto de tiempo y el azimut y la distancia cenital al minuto de arco, corregidas éstas por la refracción. Serán calculadas para 12 latitudes desde  $-24^\circ$  hasta  $-46^\circ$ , y darán las elongaciones de 27 estrellas, todas fácilmente observables con teodolito. El mismo *Manual* contendrá además las posiciones aparentes de 15 de ellas.

*Alfredo Völsch.*



# EL SISTEMA GALACTICO\*

A través del mundo sideral conocido existe, entre los cuerpos materiales, una bien marcada tendencia de asociación, la cual vemos admirablemente presentada en las lluvias de meteoros, en los sistemas planetarios y de satélites, en las estrellas binarias y en grupos estelares mayores como el de las Pléyades. Estos productos varios de colocación de la gravedad son evidentemente meras partes de sistemas aún mayores; y uno de los más fascinadores estudios astronómicos consiste en el esfuerzo de buscar la estructura de una organización sideral toda inclusiva.

El propósito que se persigue en este trabajo es el de discutir la estructura y la extensión del sistema sideral como quedan indicadas en los estudios recientes de grupos estelares y de estrellas variables. Mis propias investigaciones de observación de estos objetos y las deducciones que sobre ellas se basan, han sido publicadas principalmente en *Contributions and Communications* del Mount Wilson Observatory del 1914 al 1918. La discusión presente se sostiene partiendo de críticas y de numerosos *tests* a los cuales las conclusiones se han sometido durante los últimos cuatro o cinco años.

Parece que tenemos tres tipos principales de objetos celestes que considerar — la nebulosa difusa, las estrellas, y las nebulosas de la familia espiral. Las dos primeras por lo general se consideran relacionadas mediante un vínculo semejante al que existe entre padres y descendientes. Las estrellas, habiéndose formado, como suponemos de estados nebulosos pre-estelares, están aparentemente organizadas por lo general en grupos, una forma común, quizás la que prevalezca siendo la del globular. Es de combinaciones de estos grupos que creo yo que se ha desarrollado nuestro sistema galáctico. Del trabajo hecho sobre cúmulos precisamente, poca duda cabe acerca de la masa enorme y de las enormes dimensiones del sistema galáctico al compa-

---

(\*) Por su valor fundamental y ya puede decirse clásico, transcribimos aquí la parte principal y expositiva de una conferencia del actual director de Harvard College Observatory, a pesar de haberse pronunciado en el año 1922. La parte aquí reproducida presenta el concepto de nuestra vía láctea, tal como surgió de estudios que el autor acababa de realizar en el observatorio de Mount Wilson, y forman un importantísimo eslabón en la cadena de raciocinios que condujeron a nuestras ideas actuales de las dimensiones del universo. El resto de la conferencia trata de algunos detalles incidentales y de objeciones, cuya base ha desaparecido en gran parte con los datos obtenidos en las investigaciones posteriores de Hubble y otros sobre las nebulosas espirales. (N. de la R.).

rarlo con grupos y nebulosas. Su forma aplastada y su heterogeneidad, su contenido de numerosos sistemas fragmentarios (grupos abiertos, estrellas binarias distantes, grupos semejantes espectroscópicamente) de edades distintas al parecer y de origen distinto y su *control* sobre los movimientos de los grupos y de las espirales cercanas, me han llevado desde hace algunos años a sustentar la hipótesis de que el *Galaxy* es un compuesto creciente de desintegrantes sistemas menores. El *Galaxy* parece que incluye todos los tipos siderales comunes, con la excepción probable de la mayor parte de las nebulosas del tipo espiral. Pero estas últimas no son aparentemente de composición estelar, ni de tamaño galáctico. Yo creo que la evidencia presente favorece, pero no establece la hipótesis de que las nebulosas espirales típicas representan una evolución sideral no relacionada directamente con la de las estrellas (\*).

El párrafo que antecede puede servir como bosquejo breve. Algunos de los detalles pueden considerarse ahora, pero antes de proseguir con la discusión, quisiera señalar que las interpretaciones propuestas envuelven las siguientes suposiciones en parte fundamentales, si es que queremos considerarlas como tales suposiciones: 1º Que la gravitación dirige la organización y los movimientos de los cuerpos celestes; 2º, que las leyes físicas que conocemos se cumplen en todo lugar del espacio que conocemos; 3º, que la teoría Russell-Eddington de evolución estelar es verdadera en sus puntos esenciales.

Ciertamente que estas tres no constituyen restricciones serias. No necesito comentar la primera ahora. La segunda es la base de nuestra creencia en la uniformidad general de condiciones en todo el sistema estelar. Insiste en que nuestro vecindario estelar no está gobernado por leyes locales. Es una suposición razonable y necesaria para poder comparar con seguridad las luminosidades y otras propiedades de estrellas cerca del Sol con las de estrellas en regiones remotas del sistema galáctico. La suposición tercera, la teoría Russell-Eddington, no es necesaria para mis conclusiones con respecto a las dimensiones del sistema galáctico, pero sí es esencial para el plan general, y también al tratar de interpretar algunas anomalías de las nebulosas espirales. Pudiéramos llamar el proyecto evolutivo la teoría Lane - Lockyer - Ritter - Sampson - Emden - Schwarzschild - Hertzsprung - Russell - Eddington - Jeans - Eggert; pero Russell y Eddington han sido los que más han contribuido a la teoría en su forma actual.

---

(\*) Ver la nota de la página 291.



## ACERCA DE LOS GRUPOS ESTELARES

Los grupos estelares se pueden colocar en dos categorías bien distintas, el grupo globular, del cual cerca de noventa se conocen ahora, y el grupo abierto o suelto, del cual existen varios centenares.

La mayor parte de los grupos globulares (aunque no todos) parecen tener una notable semejanza en su estructura general. Comparados con los objetos que se ven a simple vista, son ellos objetos remotísimos; de aquí que sus estrellas, aunque aparentemente muy débiles, tengan en realidad una gran luminosidad intrínseca. Pocas estrellas en grupos globulares son más brillantes que la aparente magnitud undécima. Cada grupo globular contiene algunas decenas de millares de estas estrellas intrínsecamente brillantes, y quizás un número mucho mayor de estrellas enanas, que al presente están más allá del alcance del telescopio. De gran significación es el hecho de que las estrellas de grupos aparecen como muy semejantes a las estrellas vecinas del Sol, en tipo espectral, color, variabilidad, y en otras propiedades, no obstante la densidad estelar mucho mayor cerca de los centros de los grupos globulares.

Los grupos abiertos presentan una gran variedad. Varían en brillo desde los sistemas perceptibles a simple vista, como las Hyades, hasta agrupaciones pequeñas, debilísimas, que pudieran ser meros agregados casuales de estrellas poco brillantes de la Vía Láctea. Los grupos abiertos varían también en riqueza, en dimensiones reales y aparentes, y en contenido estelar. Una propiedad tienen en común: todos están cerca del plano de la Vía Láctea. La distancia del grupo abierto medio es menor que el de los grupos globulares, pero la determinación de distancias para el primero está sometida generalmente a gran inseguridad. Este hecho se debe a la variedad de forma y contenido, y a la ausencia en los grupos sueltos de tipos peculiares de estrellas muy luminosas, que en los grupos globulares sirven para fijar posiciones en el espacio.

La estimación de las distancias de grupos globulares, que ha sido la parte más importante del trabajo de la determinación de la escala del universo sideral, tiene que basarse en los métodos más recientes para medir el espacio. Los diversos métodos trigonométricos, al aplicarse a grupos globulares dan hasta ahora resultados negativos, indicando tan sólo que las distancias son muy grandes. Los diversos métodos fotométricos que tuvieron que desarrollarse para este problema envuelven una cantidad considerable de detalles fotomé-

tricos, espectroscópicos y de estadística, cuando tienen una base cuantitativa, y no pueden ser descritos completamente en este artículo.

La aplicación cualitativa de los métodos fotométricos es, sin embargo sencilla. Por ejemplo, sólo necesitamos asumir que las estrellas más brillantes en un grupo globular tienen la misma luminosidad actual que las estrellas más brillantes del vecindario solar, y podremos fácilmente calcular la distancia necesaria para darles la luminosidad aparente que se mide.

Si admitimos la semejanza de los grupos globulares, es evidente que bien la magnitud aparente o el diámetro aparente puede darnos las distancias de todos una vez que hayamos determinado las distancias de los que están más cerca de la Tierra. En la práctica se han determinado las distancias de los grupos más cercanos mediante estudios de sus estrellas variables, de sus estrellas azules (tipo espectral B), y de sus estrellas rojas gigantes; comprobadas por magnitudes absolutas determinadas espectroscópicamente y por medio de diámetros relativos. Todos los métodos dan distancias del mismo orden de magnitud. Así encontramos que los grupos globulares varían en distancia desde siete mil *parsecs* (\*) hasta alcanzar un valor casi diez veces mayor. Sus diámetros son del orden de cien *parsecs*. Sus estrellas más brillantes lo son mil veces más que el Sol.

## LA ESTRUCTURA DEL GALAXY

El resultado más interesante que se desprende de esta investigación fotométrica es el de las dimensiones enormes del supersistema de grupos globulares y del *Galaxy*. Una vez determinadas las posiciones en el espacio, se puede ver, como ya se suponía de una inspección de la distribución aparente de grupos en el cielo, que los grupos globulares pertenecen al sistema de la Vía Láctea. Están asociados físicamente con el sistema de estrellas, nebulosas, y grupos abiertos que está más o menos simétricamente arreglado con respecto al plano ecuatorial del *Galaxy*. Al medir las distancias de los grupos globulares más remotos por lo tanto, sólo estamos midiendo la profundidad de nuestro propio sistema galáctico. Que la Vía Láctea misma se extiende a distancias tan grandes como las indicadas por los grupos se demuestra por la presencia dentro de la misma de ti-

---

(\*) El parsec es la distancia que corresponde a paralaje de 1" y equivale a 3,259 años-luz. (N. de la R.).

pos de estrellas muy luminosas con magnitud aparente de 15 y aún de menos.

Se ha sabido hace muchos años que los grupos globulares no están distribuidos uniformemente en longitud galáctica. Son más numerosas hacia los bordes de la parte sur de la Vía Láctea. Esta distribución unilateral se admite ahora como indicación de la muy excentrica posición del Sol en el sistema galáctico. En esta misma parte sur del cielo hallamos las más densas nubes estelares galácticas, y la mayor frecuencia de débiles estrellas nuevas y de otros tipos de objetos lejanos, lo que constituye otra evidencia más de la mayor profundidad del sistema galáctico en la dirección de Sagittarius. También en esa dirección general existen algunas nebulosas oscuras, que pudieran ser responsables de un fenómeno peculiar en la distribución de distantes grupos globulares, esto es, de su ausencia aparente de regiones muy próximas al plano galáctico. Si el material que obstruye se removiera, pudiéramos quizás ver, cerca del plano galáctico, nubes de débiles estrellas de la Vía Láctea aún más brillantes que las observadas, y grupos globulares aún más distantes que las conocidas, y por lo tanto hallar que al diámetro mayor del sistema galáctico le corresponde una cifra más elevada que la que representa el valor que se le asigna ahora: aproximadamente 100,000 *parsecs*.

Las relaciones dinámicas observadas dentro y fuera de la Vía Láctea sugieren su origen. Ningún grupo abierto se ha hallado fuera de las regiones de la Vía Láctea, pero centenares se conocen dentro de las mismas. Al norte y al sur del plano galáctico los grupos globulares son iguales en número, y sus distancias del plano son mucho más pequeñas que el diámetro mayor del sistema. Sus velocidades, tal como hasta ahora se conocen, son muy elevadas. Muchas están aproximándose al plano galáctico con velocidades que forzosamente las han de traer al mismo dentro de poco. Sus posiciones y movimientos actuales hacen todo movimiento orbital alrededor de la Vía Láctea improbable. De la evidencia que se tiene ahora, por lo que a masa, velocidad y distribución se refiere, poca duda puede existir acerca del hecho de que los grupos globulares atraviesan los campos de estrellas del sistema galáctico no obstante el observado alejamiento, aparente o temporal, en el momento presente. Cada vez que pasan se disminuirá la velocidad y se alterará la forma. La hipótesis de que estos grupos globulares se están desviando poco a poco hacia las regiones galácticas, y que gradualmente pierden sus estrellas, está apoyada por la observación y no se le opone la actual teoría diná-

mica. Aunque vemos pocos objetos intermedios entre los grupos globulares y los más típicos grupos abiertos, muchas de las características de los grupos abiertos se ofrecen para apoyar la suposición de que son restos de grupos globulares o de otros sistemas que han sido asimilados por la incomparablemente más macisa agrupación galáctica. Casi una docena de grupos en movimiento, comprendiendo miles de componentes, se han comprobado entre las estrellas dentro de unos setecientos años luz del Sol.

Dos importantes investigaciones teóricas de Jeans son de mucha significación para esta interpretación de la estructura galáctica: (i) la forma que resulta de la interpretación de dos grupos y (ii) la necesidad, al querer explicar las órbitas actuales de binarias de largo período, de asumir su existencia anterior en un campo estelar mucho más compacto que el que ahora existe en la vecindad del Sol. La gran frecuencia estelar cerca del centro de un grupo globular ciertamente produciría condiciones favorables para la modificación de órbitas, y también pudiera auxiliar en la explicación del origen de binarias de largo período que no se puede comprender satisfactoriamente de otra manera.

La determinación, con el auxilio de los grupos, de las dimensiones del sistema galáctico en una escala mucho mayor de la que había sido indicada claramente mediante el estudio de las estrellas galácticas más cercanas, sugirió la necesidad de un examen más amplio de la distribución estelar en la vecindad del Sol. La hipótesis de que el sistema galáctico como ahora lo conocemos, se ha desarrollado de la combinación de grupos menores, sugiere que las estrellas más brillantes cerca del Sol pueden ser en gran parte miembros de un sistema local que está incrustado en los campos de estrellas generales de la Vía Láctea y moviéndose a través de los mismos. Esta condición parece la verdadera, y de aquí los resultados acerca de las dimensiones galácticas, de grupos y de estrellas más cercanas, no se contradicen. Estrellas del tipo espectral B hasta las de la sexta magnitud aparente parecen ser casi exclusivamente miembros de un grupo local o *nube*. Estrellas más brillantes de la Clase A también están afiliadas al mismo sistema. Probablemente todos los otros tipos están envueltos hasta cierto punto, pero para ellos la separación de sistema local y de campo galáctico es más difícil.

Bastante semejante al fenómeno de la Vía Láctea, la proyección en el cielo de las estrellas débiles por el plano central de esta nube local da lugar a una especie de *Galaxy* secundaria, las estrellas más brillantes de la cual coinciden hasta cierto punto con el cinturón

Herschel-Gould. La distribución de las estrellas B, indica que las dimensiones del sistema local son grandes comparadas con las de un grupo globular; el sistema local es además achatado. Yo creo que se podría comparar mejor en dimensiones, y quizás en forma, con las nubes de Magallanes o con las bien deslindadas pequeñas nubes estelares de la Vía Láctea. Los diversos fenómenos de corrientes estelares están sin duda relacionados con los movimientos del sistema local y dentro del mismo. Probablemente muchos de nuestros más brillantes grupos *en movimiento* debieran considerarse como sub-sistemas dentro de la nube local, más bien que como sistemas independientes, que por el presente están próximos.

*Harlow Shapley.*

Traducido por ROSSE RAMSDEN.



# METEOROLOGIA Y ASTRONOMIA

(Para la 'REVISTA ASTRONOMICA')

---

La observación de los cuerpos celestes debe efectuarse a través de la atmósfera, por lo que los rayos luminosos sufrirán una serie de alteraciones en su dirección y composición.

Las leyes de la Astronomía y las de la Óptica son conocidas con más exactitud que las de la física del aire; no será por lo tanto aventurado basarse en aquellas ciencias para obtener algún conocimiento de lo que ocurre en las capas de la atmósfera donde no es posible llegar con instrumentos meteorológicos adecuados.

Al observar a ojo libre el cielo estrellado, uno de los primeros fenómenos que hiera nuestra imaginación, es sin duda el titilar de las estrellas. Y a poco que ahondemos nuestra observación notaremos que no todos los cuerpos celestes producen el mismo fenómeno, sino que los planetas se nos presentan como minúsculos discos de brillo constante, aún en las noches en que el centelleo de las estrellas es más notable.

A primera vista parecería que la luz de las estrellas es intermitente y fija la de los planetas, pero bien pronto veremos que no es así, sino que el centelleo de las primeras es debido a la no homogeneidad del aire atravesado por las ondas luminosas.

Estas ondas provenientes de una estrella, son prácticamente planas, puesto que su radio de curvatura es igual a la distancia de la Tierra a la estrella que la emite.

Pero al atravesar una zona de la atmósfera donde se producen turbulencias por el choque de una masa de aire frío con otra cálida, parte de la onda atravesará por lugares donde el índice de refracción es pequeño (aire caliente) y parte por lugares en que el índice es elevado (aire frío).

Como la velocidad de propagación de la luz es inversamente proporcional al índice de refracción del medio, resultará que la onda luminosa avanzará en algunos lugares más rápidamente que en los otros, por lo que la onda, que al entrar en la atmósfera era plana, presentará, vista desde la superficie terrestre, una serie de concavidades en los lugares de índice elevado y de convexidades en los de pequeño índice de refracción.

Estas concavidades producirán una convergencia de los rayos luminosos y las convexidades los harán divergir.

Si colocamos el ojo en un punto de máxima convergencia, la imagen de la estrella nos parecerá más brillante y si lo colocamos en un punto de máxima divergencia la estrella nos parecerá menos luminosa.

Y si estos puntos de máxima y mínima concentración de rayos pasan sucesivamente por la pupila, la imagen de la estrella será centelleante.

Ahora bien; estas regiones de turbulencia, donde se producen los choques de corrientes frías y cálidas, llamadas líneas de discontinuidad y que revisten una enorme importancia desde el punto de vista meteorológico, suelen moverse con bastante velocidad, por lo que es de esperar que una visual a una estrella atraviese sucesivamente zonas frías y cálidas, que dan lugar a puntos de concentración máxima o mínima.

Y aunque así no fuere, la rotación de la Tierra y de su atmósfera bastará para hacer que esa visual atraviese sucesivamente diferentes partes de la misma, que daría lugar a formación de zonas brillantes y oscuras.

Para explicar la causa de la ausencia de centelleo en los planetas, recordaremos que mientras las estrellas tienen un diámetro aparente sensiblemente nulo y pueden considerarse como focos de luz puntiformes, los planetas tienen diámetros aparentes mensurables y, por lo tanto, no pueden compararse con un foco puntiforme sino con un disco luminoso de cuyos infinitos puntos que constituyen su superficie emergen rayos de luz.

Algunos de estos rayos atravesarán zonas frías y otros calientes; por lo tanto el conjunto de rayos nos dará una imagen de intensidad luminosa media, casi constante.

La pupila estará iluminada por el haz de rayos emergentes de un planeta, como la mesa de operaciones de un cirujano que emplea una lámpara especial de gran superficie iluminante, que produce una iluminación uniforme y sin sombras.

Este es el caso de una estrella observada con un anteojo de gran abertura, cuyo objetivo recibe un cono de luz dentro del cual algunos rayos son convergentes y otros divergentes; el resultado será una imagen de brillo medio pero sin centelleo. Es decir, que sobre la lente del objetivo caerán puntos de máxima y de mínima iluminación, que actuando todos juntos darán una imagen de la estrella de brillo constante.

Pero si mediante un diafragma colocado delante del objetivo aislamos un punto brillante o de sombra, el centelleo aparecerá, pues sobre su abertura caerán sucesivamente zonas de máxima y mínima concentración.

Ahora bien; cuanto mayor es la diferencia de los índices de refracción de las zonas productoras del centelleo, menores serán los radios de curvatura de las concavidades y convexidades y por lo tanto el centelleo será más pronunciado.

Algunas mediciones efectuadas han demostrado que estos radios de curvatura pueden oscilar entre los 2000 m. y los 20.000 m. correspondiendo estos últimos a las horas de mayor estabilidad atmosférica.

Sería interesante preparar estadísticas donde se registrara a horas determinadas el centelleo y los principales elementos meteorológicos, para tratar por este medio de localizar un frente o líneas de discontinuidad.

Para clasificar el centelleo se podría tomar como base la longitud de los radios de curvatura de las concavidades y convexidades o bien la abertura mínima que debe tener el diafragma colocado delante del objetivo, para la que el centelleo ha dejado de notarse en el anteojo.

Cuando el diafragma ha sido cerrado hasta que una mancha lo cubra por completo, el centelleo se hará visible nuevamente. La abertura del diafragma tendrá en ese momento el tamaño medio de las manchas y podrá ser un criterio para su clasificación.

En próximos artículos nos referiremos a otros fenómenos que también pueden dar origen a interesantes colaboraciones de los astrónomos para el estudio de la física del aire.

*Guillermo Riggi O'Dwyer.*





# NOTICIARIO ASTRONÓMICO

---

*NOTAS COMENTARIAS.*—El año sigue sin cometas que sean de interés para aficionados, sobre todo para los del hemisferio austral. La única novedad de estos meses ha sido el descubrimiento de un cometa por Whipple en la primera quincena de octubre. Pero como la magnitud registrada en las observaciones es de 13 a 14 y la declinación es algo boreal, los demás datos no interesarán a nuestros socios. (Dw.).

---

*LA EXPANSION DEL UNIVERSO.* — La doctora Janet H. Clarke, de Johns Hopkins University, ha dado una nota de alerta en el asunto del epígrafe. Si bien es cierto — dice — que las nebulosas más distantes aparentan alejarse a razón de 24 000 Km/s, también es cierto que ese dato no corresponde a su movimiento actual, sino a una época de hace cerca de 150.000.000 de años, y la velocidad actual puede ser muy distinta. La doctora Clark no ofrece una nueva hipótesis, sino solamente indica el hecho de que nos es imposible obtener una vista simultánea del conjunto.

---

*LAS DISTANCIAS DE LOS PLANETAS.* — Numerosas son las fórmulas que se han propuesto para obtener, por simple cálculo, las distancias medias de los planetas al Sol. Se trata, en general, de dar en dichas fórmulas a una variable la serie de valores de los números naturales, para que ellas a su vez nos suministren, con mayor o menor exactitud, las distancias de los planetas. Existe al respecto toda una literatura. La fórmula más antigua y conocida es la que expresa la “ley” de Bode; pero es necesario que digamos, ante todo, que el término “ley” no debe entenderse aquí en el sentido físico sino en el de una simple relación matemática que liga las distancias con el número de orden. La fórmula de Bode es la siguiente:

$$D = 0.15 \times 2^n + 0.4 \quad (n = 0, 1, 2, 3, 4, \dots)$$

que falla para  $n = 0$  (Mercurio),  $n = 8$  (Neptuno) y  $n = 9$  (Plutón).

El P. Juan A. Bussolini ha dado en esta misma Revista (Tomo IV, N° IV, Julio-Agosto 1932) una modificación a la "ley" de Bode, con la que se obtienen también valores concordantes para Neptuno y Plutón, pero tiene el inconveniente de presentar dos discontinuidades ya que, además de la fórmula de Bode para los primeros valores, hay que emplear también

$$D = 0.15 \times 2^n + 0.3 \quad \text{para } n = 5, 6 \text{ (Júpiter y Saturno)}$$

$$\text{y } D = (0.15 \times 2^6 + 0.3) (n - 5) = 0.99 (n - 5) \text{ para } n = 7, 8, 9 \text{ (Urano, Neptuno y Plutón).}$$

Puesto que ninguna de las fórmulas propuestas hasta el presente tiene sentido o fundamento físico, la única utilidad que ellas pueden prestar es la de permitir recordar, con mayor o menor prontitud, la distancia de los planetas. Valdrían, en todo caso, como fórmulas mnemotécnicas. Creemos que mucho más fácil que recordar estas fórmulas — o su equivalente procedimiento numérico cuando éstas no se dan explícitamente — y calcular en cada caso la distancia que se desee, es recordar las distancias mismas, lo cual no es tan difícil como pudiera parecer si nos limitamos a una o dos cifras para cada distancia. La siguiente serie de números:

inferiores	superiores
47; 15, 52, 95; 19, 30, 40	
elásicos	modernos

enunciada así: *cuarenta y siete; quince, cincuenta y dos, noventa y cinco; diez y nueve, treinta, cuarenta*, es de fácil recordación y encierra todo lo que necesitamos. La Tierra, por definición, se halla a la distancia unidad; de las distancias de los pequeños planetas no puede decirse sino que en general están comprendidas entre las de Marte y Júpiter. Las distancias de los otros planetas resulta de la serie recordada: Mercurio 0.4, Venus 0.7, Marte 1.5, Júpiter 5.2, Saturno 9.5, Urano 19, Neptuno 30 y Plutón 40. Las divisiones en la enunciación limitan los planetas inferiores de los superiores y los elásicos de los modernos. Por la comparación que hacemos en el siguiente cuadro se ve que los errores son pequeños, siendo menores que los de la "ley" de Bode y los de la modificada por el P. Bussolini.

Planeta	♄	♃	♂	♁	Ast.	♃	♂	♁	♄	Pl.
Dist. verd.	0.387	0.723	1.00	1.524	—	5.20	9.54	19.19	30.07	39.52
Bode	0.4(*)	0.7	1.0	1.6	2.8	5.2	10.0	19.6	38.8	77.2
Dif.	0.013	0.023	0.00	0.076	—	0.00	0.46	0.41	8.73	37.68
%	3.4	3.2	0.0	5.0		0.0	4.8	2.1	29.0	95.3
Bode Mod.	0.4	0.7	1.0	1.6	2.8	5.1	9.9	19.8	29.7	39.6
Dif.	0.013	0.023	0.00	0.076	—	0.10	0.36	0.61	0.37	0.08
%	3.4	3.2	0.0	5.0		1.9	3.8	3.2	1.2	0.2
Mental	0.4	0.7	1.0	1.5	—	5.2	9.5	19	30	40
Dif.	0.013	0.023	0.00	0.024	—	0.00	0.04	0.19	0.07	0.48
%	3.4	3.2	0.0	1.6		0.0	0.4	1.0	0.2	1.2

Creemos que vale la pena estudiar, una vez para siempre, y grabar en la memoria, la serie propuesta, así como se suele hacer con el número  $\pi$  y otros usuales. Sobre todo a los alumnos de los colegios nacionales, etc. convendría exigir, o por lo menos tratar, de que aprendieran de memoria estos números en lugar de tantos otros datos astronómicos con que se les llena la cabeza. De las distancias de los planetas se deducen sus períodos de revolución (en años) por la relación  $T = \sqrt{D^3}$  (3a. ley de Kepler).

*Martin Dartayet.*

*NECROLOGIA.* — Con escaso intervalo de tiempo y edades que por lo avanzadas bien pudieran llamarse “astronómicas” (1), fallecieron recientemente dos astrónomos norteamericanos, ex-directores ambos de un mismo observatorio: el de Cincinnati.

El primero, ORMOND STONE, tuvo un fin trágico, pues halló la muerte instantáneamente al ser atropellado por un automóvil, el día 17 de enero último, mientras paseaba por los alrededores de su domicilio. No hacía una semana que acaba de cumplir los 86 años de edad. Stone fué primeramente ayudante del Observatorio Naval, entre 1870 y 1875, año este último en que, a propuesta de Simón Newcomb, fué nombrado director del Observatorio de Cincinnati (Ohio). En este puesto permaneció hasta 1882 en que se lo llamó a dirigir el flamante observatorio que acababa de donar el mi-

(\*) Según la fórmula, la distancia de Mercurio resulta en realidad 0.55, pero de acuerdo con el procedimiento usual de formar la serie, se acepta que el valor queda reducido al término independiente 0.4. (N. del A.).

(1) Es bien conocida la gran longevidad general de los astrónomos.

honario Leander McCormick a la Universidad de Virginia y en el cual inauguró con sus observaciones el refractor de 26 pulgadas de abertura que, junto con el de igual tamaño del Observatorio Naval, constituían por entonces los dos más grandes del mundo.

En los treinta años que ocupó este cargo, hasta su jubilación en 1912, Stone efectuó una variedad muy grande de observaciones, entre las que pueden citarse: descubrimientos de nebulosas, fotometría de la nebulosa de Orión y de regiones "standard", observaciones de satélites, Eros, cometas, estrellas variables y dobles, etc.

Ochenta y un años tenía el doctor JERMAIN G. PORTER al producirse su fallecimiento, acaecido el 14 de abril último. Desde 1884, como sucesor de Stone, ocupó la dirección del Observatorio de Cincinnati, hasta su retiro en 1930, vale decir, durante casi cincuenta años.

Porter fué un astrónomo de la antigua escuela astrométrica y él mismo decía que mientras la gran mayoría de los astrónomos se lanzaban en la corriente de la nueva astronomía física era necesario que algunos continuaran con las antiguas líneas de trabajo de esta ciencia, cual es la medida de posiciones. En este sentido hizo una obra muy valiosa, produciendo varios catálogos por observaciones en el círculo meridiano y calculando numerosos movimientos propios de estrellas.

Como consecuencia de una grave enfermedad falleció el 6 de julio último, a la edad de 53 años, el profesor M. LA ROSA, director del Instituto de Física de la Universidad de Palermo (Italia) y bien conocido por su teoría balística de la luz con la que creía poder explicar, entre otras cosas, las variaciones periódicas del brillo de las estrellas variables. (Dr.).

---

*HORA OFICIAL POR RADIO.* — Ponemos en conocimiento de los lectores que desde el 2 de octubre la "broadcasting" municipal, L. S. 1, transmite la hora "oficial", dos veces por día, a las 14 y a las 21 horas, exceptuando los sábados y domingos. La hora transmitida consiste en los toques de campana del reloj de la torre del Conejo Deliberante, el cual ha sido puesto bajo el control del Observatorio Naval del Ministerio de Marina a objeto de que la hora señalada se encuentre dentro del segundo de tiempo, lo que es perfectamente suficiente para usos civiles. La hora exacta co-

responde al primer toque de las horas, después del "carrillon" de los cuatro cuartos.

---

*OBSERVATORIO DE LA PLATA.* — Será posiblemente de interés para nuestros lectores saber que el Observatorio de La Plata tiene habilitados varios días de la semana para ser visitado por el público en general, tanto con el objeto de conocer sus instalaciones como para efectuar observaciones astronómicas a través del mayor de sus ecuatoriales. El horario es el siguiente: para visitar los instrumentos, los martes de 9 a 11 horas y los jueves de 14 a 16 horas; para observaciones, los lunes de 20 a 22 horas, siempre que el cielo esté despejado. Los días feriados no se atiende en ningún caso.

---

*NOTAS SISMICAS.* — La cantidad total de los fenómenos sísmicos registrados en el Observatorio Astronómico de La Plata, durante los meses de agosto y setiembre ha sido de 16.

Abstracción hecha del sismo del 8 de agosto, manifestáronse con poca intensidad todos los movimientos observados. En cuanto a aquél, fué uno de los más fuertes temblores del año, correspondiendo su epicentro a la región de las islas Sandwich en el Sud Atlántico.



# BIBLIOTECA

## PUBBLICACIONES RECIBIDAS

---

### a) Revistas.

*AMERICAN ASSOCIATION OF VARIABLE STAR OBSERVERS' BULLETIN.* — August 1933. Variable star predictions as of September 1st, 1933.

*ANALES DE LA SOCIEDAD CIENTIFICA ARGENTINA.* — Mayo 1933. A. Jatho, El régimen pluviométrico, estudiado por el método de ordenación en serie ascendente.

— Julio 1933, Agosto 1933, Septiembre 1933.

*BOLETIN DEL CENTRO NAVAL.* — Julio-Agosto 1933. Frihart J., El mito de la navegación cósmica (continuación). El Air Almanac.

*BOLETIN DEL OBSERVATORIO DEL EBRO,* Prólogo al vol. XXIII, año 1932. — Resumen de las observaciones solares, electro-meteorológicas y geofísicas efectuadas durante el año 1932.

— Octubre-Noviembre-Diciembre 1932. — Comunicaciones de los departamentos de Heliofísica, Electro-Meteorología y Geofísica.

*BOLETIN MATEMATICO.* — Junio de 1933. A. E. Sagastume Berra, Teoría matemática de la gama musical. B. I. Baidaff, Elementos de teratología geométrica. Notas. Informaciones bibliográficas. Miscelánea. Problemas resueltos. Problemas propuestos.

— Números 6, 7, 8, 9, 11 y 12 del V año, completando nuestra colección.

— Suplemento informativo N° 6.

*BOLETIN MATEMATICO ELEMENTAL.* — Agosto 1933. Notas. Miscelánea. Problemas resueltos. Problemas propuestos.

— Setiembre 1933. Un conoidógrafo al alcance de todos, C. Lazzaro. Problemas resueltos. Problemas propuestos.

*BOLETIN METEOROLOGICO Y SISMOLOGICO* del Observatorio Astronómico y Meteorológico de Quito (Ecuador). — Marzo-Abril 1933. Algo sobre el clima de los páramos. Estación de Cotopaxi. El clima en los meses de Marzo y Abril de 1933. Resumen de las observaciones meteorológicas efectuadas en Marzo y Abril de 1933. Temblores registrados durante los meses de Marzo y Abril. Publicaciones recibidas.

— Mayo-Junio de 1933.

*COELUM.* — Giugno 1933. L. Gratton, La física delle stelle (cont.). Piccola enciclopedia astronomica (cont.). R. Mazzucco, Il volto d'Urania (cont.). *Notiziario:* Piccoli pianeti. La luce della stella "Arturo" accendera le lampade dell'Esposizione di Chicago. La nebulosa d'Orione nella tavola fuori testo. Gli Annali dell'Ufficio Presagi. Lo studio aerologico del vento in Leonardo da Vinci. Meteorologia e aerologia degli oceani. Variazioni secolari del magnetismo terrestre. Libri, ricevuti. Fenomeni celesti per il mese de luglio 1933. Necrologi.

— Luglio 1933. *P. Burgatti*, Sull'azione de un mezzo resistente nelle moderne teorie sulle origine del sistema solare. *Piccola enciclopedia astronomica (continuazione)*, *R. Mazzucco*, Il volto d'Urania (*cont.*). *Notiziario*: Uno studio fotometrico della granulazione della superficie solare. Fenomeni celesti per il mese di Agosto 1933. Libri ricevuti. Necrologio.

— Agosto 1933. *P. Burgatti*, La struttura dello spazio. *Piccola enciclopedia astronomica (continuazione)*, *R. Mazzucco*, Il volto d'Urania (*cont.*). *Notiziario*: Comete. L'estinzione atmosferica nelle città industriali. Nebulose lontanissime. La macchia bianca apparsa sul globo del pianeta Saturno. Straordinario aumento di splendore di *RS Ophiuchi*. Le oscillazioni della pressione barometrica. I punti di simmetria nei barogrami. Il cielo nel mese di Settembre 1933. Nuovi assistenti negli Osservatori astronomico, Libri ricevuti. Necrologio.

*L'ASTRONOMIE*. — Juillet 1933. Le télescope de 0m.80 de l'Observatoire de Paris, *A. Couder*. Assemblée générale annuelle de la S. A. F., *A. Hamon*. Allocution de M. Ch. Fabry. Les progrès de la S. A. F., *G. C. Flammation*. Admissions de nouveaux membres. Compte-rendu financier pour 1932. Elections générales du 14 juin 1933 Prix et médailles décernés par la Société. Les étoiles doubles a orbites non elliptiques, *P. Baize*. Un astéroïde remarquable (1932 HA), *E. Belot*. La magnifique conjonction des planètes Mars et Jupiter. L'activité solaire, rotation N° 1065, *M. Roumens*. Nouvelles de la Science, Variétés, Informations. En marge de l'Astronomie, *L'Observateur*. Le Ciel du 1er. au 30 septembre 1933, *G. Blum*.

— Aout 1933. La planète Mars en 1933, *E. M. Antoniadi*. Les étoiles a orbites non elliptiques, *P. Baize*. Les occultations des Pléiades et leur périodicité, *G. Blum*. Le bolide du 13 décembre 1932, *A. King*. Le bolide du 4 janvier 1933, *R. Hocheid* et *F. Glottiau*, *Max Wolf*, *G. C. Flammation*. L'activité solaire, *M. Roumens*. Nouvelles de la Science, Variétés, Informations. En marge de l'Astronomie, *L'Observateur*. Le Ciel du 1er. au 31 octobre 1933, *G. Blum*.

*OURANIA*. — Ioulios-Septembrios 1933. Disparition des taches solaires et retour du froid en février 1933, *H. Mémery*. Group waves in the dynamic universe, *E. Smith*, *F. Smith*. Efemerides. Noticiario astronómico y meteorológico.

*PHOENIX*. — Heft 3, Julio 1933. Número homenaje en Pro de la Amistad Argentino-Germana.

*POPULAR ASTRONOMY*. — August-September 1933. The Estrellas Observatory, *O. E. Morning*. The meteors of 1930 November 19, *W. J. Fisher*. What constitutes reliable data regarding meteors or fireballs, *H. H. Nininger*. The Maria Mitchell Observatory eclipse expedition of 1932, *M. Harwood*, *Jerman G. Porter*, *E. I. Yowell*, *Stephen Crasco Hunter*, *W. Tyler Olcott*. A new method of making replicas of diffraction gratings, *E. Keil*. Planet, Variable star, Comet, Meteor, Zodiacal light, General Notes. Notes from Amateurs. Book reviews.

*REVISTA DE LA SOCIEDAD ASTRONÓMICA DE ESPAÑA Y AMÉRICA*. — Mayo-Junio 1933. Los observatorios de aficionados. Anteojo perteneciente a *D. F. Damians y Manté*. *J. Comas Solá*, Sociabilidad científica. *F. Armenter de Monasterio*, Memoria de los trabajos realizados por la Sociedad Astronómica de España y América en 1932. *E. Loreta*, Propuesta de nomenclatura para los rayos de los cráteres lunares. *L. Andrenko*, Contribución al estudio

de Saturno. Pequeños atlas astronómicos. *R. Fingado*, El plateado de los espejos reflectores. *M. Selga, S. J.*, El temblor de 1840 en Sorsogón.

*REVISTA DEL CENTRO ESTUDIANTES DE INGENIERIA*. — Julio 1933. — *R. Müller*, Punto auxiliar de Collins. Su aplicación a la solución general analítica de los problemas fundamentales de Topografía. *E. E. Galloni*, Sobre los métodos de resonancia para determinar la constante de gravitación.

— Agosto 1933.

## b) Obras Varias.

*OBSERVATORIO NACIONAL ARGENTINO*. — Mapas Nos. 16 a 28 inclusive y portada de la Córdoba Durchmusterung ( $-22^{\circ}$  a  $-90^{\circ}$ ).

(Envío del Observatorio).

*OBSERVATORIO NACIONAL DO RIO DE JANEIRO*. — Anuario para o ano de 1933.

— Taboas das Marés para o ano de 1933 nos portos do Brazil. (Envíos del Observatorio).

*MULTIPLICATOR I. PERFETTUS*, con una clave. (Donación de nuestro consocio señor Martín Dartayet).

*L. ANDRENKO*. — Statistique des comètes visibles a l'œil nu. (Hoja).

— Observations de la planète Saturne faites en 1931 et 1932.

— Nota en L'Illustration sobre la inauguración de un busto de Flammarión, esculpido por el señor y la señora Andrenko. (Envíos deu autor).





# NOTICIAS DE LA ASOCIACION

---

*NUEVOS SOCIOS.* — Los siguientes nuevos socios han ingresado a nuestra Asociación en el intervalo del 15 de julio al 1º de octubre:

## Socios Activos

Señor J. B. GARCÍA VELÁZQUEZ, empleado, 25 de Mayo 170, Buenos Aires (presentado por C. Cardalda).

Señor J. H. CHALMERS, empleado, Tigre Boat Club, Tigre, F. C. C. A. (presentado por J. Hartmann y B. H. Dawson).

Señor PEDRO BROTO, profesor de matemáticas, Constitución 3143, Buenos Aires (presentado por C. L. Segers y C. Cardalda).

Señor HÉCTOR J. MEDICI, ingeniero civil, Wáshington 1816, Buenos Aires (presentado por U. L. Bergara y M. Dartayet).

---

*CUOTAS SUPLEMENTARIAS.* — Como continuación de la lista publicada en el número anterior, nos es grato dejar constancia de las siguientes nuevas suscripciones en calidad de suplementos de cuotas que la Asociación ha recibido de sus socios, a los cuales agradece la ayuda que en esta forma le presta:

Angel Pegoraro .....	\$ 20.—
José Máximo Ruzo .....	„ 10.—
Señor U. Bergara .....	„ 30.—
Julio Chiodi .....	„ 10.—
Carlos L. Segers .....	„ 20.—
Suscripciones anteriores .....	„ 475.—
	<hr/>
Total .....	\$ 560.—

Los socios que deseen contribuir con Cuotas Suplementarias pueden dirigirlas al Tesorero, señor Alfredo Völsch, calle Vidal 2355, Buenos Aires.

---

“*ATLAS CELESTE DEL AFICIONADO*”. — La Asociación acaba de publicar una obra de gran valor para los aficionados a la Astronomía, consistente en un Atlas celeste que muestra el aspecto

del cielo para todas las noches del año desde cualquier punto de latitud igual a la de Buenos Aires. Los mapas que componen este Atlas han sido dibujados con la mayor prolijidad y precisión por nuestro consocio señor Alfredo Völsch, y están impresos en tres colores: las estrellas y principales configuraciones que éstas forman están en negro; las letras de las estrellas, nombres de las constelaciones y sus límites, aparecen en rojo; finalmente, los círculos de ascensión recta y de declinación, el del horizonte y la división del azimut están impresos en azul. Gracias a esta combinación de colores, los mapas, a pesar de contener un gran número de líneas y figuras, son absolutamente claros en su lectura. Un texto explicativo de su uso acompaña al Atlas, así como también una lista completa de las constelaciones, con sus abreviaturas internacionales, nombres latinos, genitivos, nombres castellanos y número del mapa en que se encuentra cerca del meridiano.

Aumenta aun más el valor de dicho Atlas una interesante "Lista de objetos para el anteojo", preparada por el doctor Bernhard H. Dawson, la cual se divide en dos partes: (1) astros del sistema solar y (2) objetos siderales. En la primera se dan indicaciones sobre los detalles más llamativos que es posible observar con pequeños anteojos en astros de nuestro sistema. La segunda comprende las posiciones y modo de ubicación, con ayuda de los mapas, de unos cincuenta objetos del universo sideral, los que incluyen nebulosas, cúmulos, estrellas dobles y estrellas rojas. De cada uno de ellos se da una ligera descripción y datos de interés para el aficionado.

Este Atlas puede adquirirse en la Secretaría de la Asociación o solicitarse a ella por carta. Su precio de venta ha sido fijado en \$ 3 m/n. Dado que la edición es limitada, pues comprende solamente doscientos ejemplares, es conveniente que los interesados soliciten sin pérdida de tiempo su ejemplar, antes de que se agote.

---

*ERRATAS.* — El ingeniero D. Ismael Gajardo Reyes de Santiago de Chile ha tenido la gentileza de señalarnos un pequeño error en el problema N<sup>o</sup> 2 del artículo "Coordenadas en proyección estereográfica para el horizonte de Buenos Aires", publicado en el *Manual del Aficionado* para el corriente año, pág. 61, en el cual el ángulo horario debe ser 5<sup>h</sup> 20<sup>m</sup>, en vez de 5<sup>h</sup> 40<sup>m</sup> como está indicado, y la amplitud del astro E 18° N a la salida y W 18° N a la puesta, en lugar de los valores dados.

Por su parte, nos pide que dejemos constancia que en el folleto de que es autor, titulado "Latitud por la altura de Sigma Octantis", los valores tabulados en la Tabla II (pág. 17) son *todos positivos*, y no positivos y negativos como por error de imprenta allí aparecen. Muy grato nos es acceder a este pedido del señor Gajardo Reyes.

*OBSERVACIONES ASTRONOMICAS.* — En tanto que la Asociación no disponga de su observatorio propio en el que nuestros consocios puedan efectuar sus observaciones, varios miembros poseedores de telescopios han puesto a disposición de aquéllos sus observatorios particulares, a los que los interesados podrán concurrir sin temor de incomodar, pues, por el contrario, estos señores tendrán el mayor placer en atenderlos, darles explicaciones y enseñarles el manejo de los instrumentos. Un pequeño grupo de socios ya son concurrentes asíduos a estos observatorios, en los cuales se hacen observaciones interesantes y se conversa sobre temas de nuestra predilección; y sería de desear que fuera aún mayor el número de los que participan de estas reuniones, pues en ellas se enseña, se aprende y se estrechan vínculos entre personas animadas de un ideal común.

Los interesados deberán, como única condición, comunicarse previamente por teléfono con alguno de los señores mencionados más abajo, a fin de convenir el día y hora de la visita. Al efectuar ésta deberán presentar sus carnets que los acredita como miembros de esta Asociación.

En particular se recomienda visitar el observatorio del señor Völsch los sábados por la tarde o noche, el del señor Cardalda los lunes por la noche, y el del señor Segers los jueves después de las 21 horas, pues en esos días suele haber concurrencia habitual.

OBSERVATORIO DEL SR.	DIRECCIÓN	TELÉFONO U. T.
Alfredo Völsch . . .	Vidal 2355 . . . . .	52 Belgrano 0131
Carlos Caldalda . . .	La Calandria 2166 . . .	59 Paternal 3059
Ulises L. Bergara . . .	Esperanza 3615 . . . . .	50 V. Devoto 0434
Carlos L. Segers . . .	José Bonifacio 1488 . . .	33 Avenida 7571
Alberto Barni . . . .	Vidal 2355 . . . . .	31 Retiro 0658

*DIRECCIONES DE LA ASOCIACION.* — Para todo informe respecto a la Asociación, dirigirse por carta o personalmente al secretario Martín Dartayet, Observatorio Astronómico, La Plata.

Pago de cuotas y suscripciones y todo asunto relacionado con la tesorería, por carta al tesorero Alfredo Völseh, calle Vidal 2355, Buenos Aires.

Colaboraciones y asuntos relacionados con la REVISTA ASTRONÓMICA, al director de la misma, Bernhard H. Dawson, Observatorio Astronómico, La Plata.

Envío de publicaciones, préstamos de libros y demás asuntos relacionados con la Biblioteca, al bibliotecario Carlos L. Segers, calle José Bonifacio 1488, Buenos Aires.

*El Secretario.*

